



# Le gaz moléculaire dans les galaxies abritant un courant de refroidissement

Philippe Salome

## ► To cite this version:

Philippe Salome. Le gaz moléculaire dans les galaxies abritant un courant de refroidissement. Astro-physique [astro-ph]. Université Paris Sud - Paris XI, 2004. Français. NNT: . tel-00338287

**HAL Id: tel-00338287**

**<https://theses.hal.science/tel-00338287>**

Submitted on 12 Nov 2008

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

# LE GAZ MOLECULAIRE AU CENTRE DES AMAS DE GALAXIES ABRITANT UN COURANT DE REFROIDISSEMENT

---

Thèse présentée par

**Philippe Salomé**

pour obtenir le grade de **Docteur de l'Université Paris-Sud XI**

Spécialité : **Astrophysique et Méthodes Associées**

Commission d'examen :

Directeur de thèse	: Françoise Combes
Rapporteur	: Hans Böhringer
Rapporteur	: Florence Durret
Examineur	: Guillaume Pineau des Forêts
Examineur	: Alain Mazure
Examineur	: Michel Guelin



# Table des matières

<b>1</b>	<b>Introduction</b>	<b>13</b>
1.1	Les amas de galaxies . . . . .	14
1.1.1	De grandes structures dans l'Univers . . . . .	14
1.1.2	Formation des amas de galaxies . . . . .	14
1.1.3	Composition des amas de galaxies . . . . .	17
1.2	Les courants de refroidissement (cooling flows) . . . . .	22
1.2.1	Le refroidissement radiatif du gaz intra-amas . . . . .	22
1.2.2	Les courants de refroidissement homogènes . . . . .	24
1.2.3	Un modèle multiphasé de courant de refroidissement. . . . .	27
1.3	Observations des courants de refroidissement . . . . .	27
1.3.1	Les récentes observations dans la bande X . . . . .	28
1.3.2	Le domaine optique et UV . . . . .	33
1.3.3	L'infra-rouge . . . . .	36
1.3.4	Le champ magnétique . . . . .	36
<b>2</b>	<b>Recherche du gaz moléculaire dans les galaxies centrales d'amas.</b>	<b>39</b>
2.1	La physique du gaz froid dans le milieu intra-amas . . . . .	40
2.1.1	Des nuages froids issus du courant de refroidissement . . . . .	40
2.1.2	Conditions physiques des nuages froids dans le milieu intra-amas . .	42
2.2	De nombreuses tentatives de détection d'une composante froide du gaz . .	43
2.2.1	Absorption de l'émission X des amas de galaxies . . . . .	44
2.2.2	L'hydrogène atomique : une solution exclue . . . . .	46
2.2.3	Le gaz moléculaire froid . . . . .	46
2.3	Observations millimétriques au télescope de 30m de l'IRAM . . . . .	48
2.3.1	Description de l'instrument . . . . .	48
2.3.2	Les résultats récents . . . . .	51
2.4	Résultats et discussion . . . . .	55
2.4.1	ARTICLE - Cold molecular gas in cooling flow clusters of galaxies -	55
2.5	Les galaxies elliptiques . . . . .	68
2.5.1	Des courants de refroidissement autour des elliptiques . . . . .	68
2.5.2	Etude pour 6 galaxies elliptiques . . . . .	69
2.5.3	Un phénomène de faible amplitude . . . . .	69
2.6	Conclusions . . . . .	70

<b>3</b>	<b>Abell 1795 - Introduction -</b>	<b>73</b>
3.1	L'amas de galaxies Abell 1795 . . . . .	74
3.1.1	L'émission dans la bande X . . . . .	74
3.1.2	Une morphologie particulière . . . . .	74
3.1.3	Cinématique de la galaxie centrale . . . . .	74
3.1.4	Le domaine optique . . . . .	77
3.2	La région centrale . . . . .	77
3.2.1	La radio source centrale . . . . .	77
3.2.2	L'émission le long des lobes radios . . . . .	77
3.3	Un milieu multi-phasé . . . . .	80
3.3.1	Une émission du gaz à température intermédiaire . . . . .	80
3.3.2	La présence de gaz moléculaire . . . . .	80
<b>4</b>	<b>Abell 1795 - Analyse spectrale des données Chandra -</b>	<b>81</b>
4.1	Un télescope sensible aux rayonnements de hautes énergies . . . . .	82
4.1.1	Observations dans la bande X . . . . .	82
4.1.2	Principe de réduction et d'analyse spectrale des données . . . . .	85
4.2	Les modèles de spectres d'émission X . . . . .	86
4.2.1	Le rayonnement du gaz intra-amas . . . . .	86
4.2.2	L'absorption dans la bande X . . . . .	89
4.2.3	Déprojection spectrale des données . . . . .	90
4.3	Application à Abell 1795 . . . . .	91
4.3.1	Régions d'extraction des données spectrales dans l'image X . . . . .	91
4.3.2	Résultats - Profils radiaux . . . . .	92
4.4	Conclusions . . . . .	105
<b>5</b>	<b>Abell 1795 - Morphologie et dynamique du gaz froid -</b>	<b>107</b>
5.1	Cartographie de l'émission du gaz moléculaire froid . . . . .	109
5.1.1	NGC 1275 . . . . .	109
5.1.2	Les résultats d'OVRO . . . . .	111
5.2	Observations interférométriques . . . . .	112
5.2.1	L'observable interférométrique . . . . .	114
5.2.2	La synthèse d'ouverture . . . . .	117
5.2.3	Construction des images . . . . .	118
5.3	Observations du centre de l'amas Abell 1795 . . . . .	119
5.3.1	Caractéristiques de la configuration observationnelle choisie . . . . .	119
5.3.2	ARTICLE - Cold molecular in Abell 1795 - (in prep) . . . . .	122
5.3.3	Discussion . . . . .	131
5.4	Conclusions . . . . .	136
<b>6</b>	<b>Conclusions - Perspectives</b>	<b>137</b>
6.1	Conclusions . . . . .	137
6.2	Perspectives . . . . .	139
<b>A</b>	<b>A&amp;A Letter - Cold molecular gas in Abell 1795 -</b>	<b>143</b>

---

<b>B</b>	<b>Cartographie du gaz moléculaire froid dans les amas de galaxies -</b>	<b>149</b>
B.1	Cartographie de RXJ 0821+07 (en cours) . . . . .	149
B.2	Observations le long du filament au coeur d'Abell 1795 (programmé) . . .	150
B.3	Cartographie de 3A0335+096 (programmé) . . . . .	150
<b>C</b>	<b>Abell 1795 - Observation du gaz moléculaire excité -</b>	<b>155</b>
C.1	Le gaz excité . . . . .	155
C.2	Les observations avec FORS2 au VLT (en cours) . . . . .	156
<b>D</b>	<b>Recherche de la poussière froide dans les amas de galaxies</b>	<b>159</b>
D.1	Introduction . . . . .	159
D.2	Scientific Objective . . . . .	159
D.3	Observing time justification . . . . .	160
<b>E</b>	<b>Analyse statistique de l'ajustement de modèles</b>	<b>163</b>
E.1	Test du $\chi^2$ . . . . .	163
E.2	Probabilité d'hypothèse nulle . . . . .	164
E.3	Barres d'erreur . . . . .	165
<b>F</b>	<b>Le gaz moléculaire</b>	<b>167</b>
F.1	Estimation de la masse de gaz moléculaire . . . . .	167
F.2	Les rapports de raies . . . . .	168



# Remerciements

Je tiens ici à remercier tous ceux qui m'ont accompagné durant ces trois dernières années et qui m'ont aidé par leur présence à accomplir ce travail. Tout d'abord, merci à Françoise Combes d'avoir accepté de diriger ma thèse. Ses idées, ses projets, sa disponibilité, son enthousiasme ont énormément compté pour moi. J'ai pu, avec elle, travailler dans une grande liberté, accompagnée d'enrichissantes discussions. Je remercie le LERMA et Jean-Michel Lamarre de m'avoir accueilli dans d'excellentes conditions. Merci à Jean-Francois Lestrade de m'avoir permis de donner un séminaire à mon retour de Cambridge.

Je pense aussi à toute l'équipe d'enseignants du DEA de Meudon qui était à l'origine de cette aventure et qui a aiguisé mon envie de mener ce projet. Sans les citer tous, ils ont chacun marqué les années passées au sein de l'école doctorale d'Ile de France. Un grand merci à Jacqueline. Je remercie Guy Perrin et Patrick de Laverny qui ont encadré mon stage de DEA et accompagné mes premiers pas dans le monde de la recherche.

Je remercie le Prof. A.C. Fabian qui a soutenu mon projet et m'a accueilli dans le X-ray group de l'Institut of Astronomy à Cambridge dans le cadre d'une bourse européenne EARA. Merci à Roderick Johnstone, Jeremy Sanders, Lisa Voigt et Glenn Morris pour leur disponibilité et les éclairages qu'ils m'ont apporté concernant l'astronomie dans le domaine des X et l'analyse des données Chandra. Merci aussi à Steeve Allen, Carolyn Crawford et Adrian Turner. Ces trois mois ont été pour moi une expérience très enrichissante. Je tiens à remercier Judith Moss et John Watkins qui m'ont accueilli très chaleureusement comme ils le font avec tous les étudiants en visite à l'IoA.

Merci à l'équipe du 30m de l'IRAM de Grenade et Pico Veleta, qui a rendu possible nos observations. Merci aussi au personnel de Grenoble et en particulier à Jérôme Pety et à Jan Martin Winter qui nous ont aidé pour les observations avec l'interféromètre du Plateau de Bure.

Je remercie Florence Durret et Hans Boehringer d'avoir accepté d'être rapporteurs et Michel Guélin, Alain Mazure et Guillaume Pineau des Fôrets d'avoir accepté de faire partie de mon Jury.

Merci à la petite famille du bureau 701 qui m'a supporté tous les jours et c'est un grand mérite, Fred, Gilles et Manu avec qui j'ai partagé beaucoup. Un grand merci à Jeremy, María, Bapts, Fred, Damien, Gab et Virginie, Marcio, Raph, Esther, Ricardito, Nemesio, Jihane, Léo, Brice, Claudia, Seb, Moncef, Vince, Gianfranco, Jeremie, Benoît, David, Frederic's, Gégé, Francesca, Julien, Antonio, Pavel, Mohamed, Gilles, Cyril, la Cecco family, Mathilde, Fernanda, Marta, Yolanda, Alec, Nico, Laurent, Julien, Sylvain, Laure, Fab, Gaëlle, Laetitia, Aurélie, PJ, Antony, Antoine et Maïa.

Merci enfin à mes parents et à ma famille pour leur présence, leur soutien et leurs encouragements.





*A mes parents*



# Introduction

*Les courants de refroidissement dans les amas de galaxies sont connus depuis les années 1970 avec l'apparition des télescopes spatiaux dans le domaine des X. Si les données des hautes énergies montrent l'existence d'un tel phénomène au coeur de nombreux amas de galaxies, les preuves attendues aux autres longueurs d'onde font souvent défaut. Les indices de gaz refroidi hors de la bande X (résidu de gaz froid, formation stellaire) sont très souvent cruellement absents ou d'une amplitude bien trop petite lorsqu'ils existent. Les courants de refroidissement restent donc un des grands mystères de l'astronomie moderne. La mise en service d'une nouvelle génération de satellite X en 1999, avec Chandra et XMM-Newton, a relancé ce domaine de recherche, révélant des phénomènes inattendus tels que l'absence de traceurs de gaz à une température  $< 1\text{-}2\text{ keV}$  ou la morphologie particulière du gaz intra-amas au centre de nombreux amas.*

*Le cadre général de cette thèse est la recherche de gaz moléculaire froid au centre des amas de galaxies abritant un courant de refroidissement. L'approche suivie est purement observationnelle. L'investigation a été menée essentiellement grâce au télescope de 30m et à l'interféromètre du Plateau de Bure de l'IRAM. Le point de vue des X a également été abordé, de manière à mieux appréhender le sens des paramètres (tel que le taux de déposition de masse) dérivés des observations des hautes énergies. Le premier chapitre est une introduction générale au problème du refroidissement radiatif du gaz inter-galactique, au centre des amas. Après une brève introduction sur les grandes structures que sont les amas de galaxies, l'essentiel de cette partie concerne la présentation des modèles de courant de refroidissement et une revue des observations multi-longueurs d'onde les concernant. Le chapitre 2 pose ensuite plus précisément le problème du gaz froid dans les courants de refroidissement : de la possibilité de son existence et des différentes tentatives de détection conduites jusqu'à présent. Suit un article présentant les résultats d'observations effectuées avec le télescope de 30m de l'IRAM dans le domaine millimétrique. L'objectif était de rechercher l'émission des raies du CO en tant que traceur de gaz moléculaire. La présence de gaz moléculaire est révélée, en accord avec les récentes détections de Edge (2001). L'existence d'un composant froid est maintenant établie dans le coeur de plusieurs amas de galaxies avec un courant de refroidissement. La question de l'origine de ce gaz reste cependant posée.*

*Pour tenter de répondre à cette question, un amas de galaxies a été choisi comme objet d'étude particulier : Abell 1795 dont les caractéristiques sont présentées au chapitre 3. Le chapitre 4 est une étude des propriétés du gaz X, menée sur des données du satellite Chandra d'Abell 1795. La réduction et l'analyse spectrale des données du centre de l'amas ont été effectuées à l'IoA (Cambridge, UK) au sein du X-ray group d'A.C Fabian, grâce à*

*un financement européen (EARA fellowship). Ce chapitre présente plus précisément la manière dont les propriétés des courants de refroidissement sont dérivées à partir de l'analyse des spectres de la bande X. Enfin, le chapitre 5 décrit l'étape suivante dans la recherche d'une phase froide du gaz issue des courants de refroidissement : l'utilisation de l'interférométrie dans le domaine millimétrique (Plateau de Bure, IRAM). La haute résolution spatiale a permis de cartographier l'émission de CO détectée avec le télescope de 30m au coeur d'Abell 1795. Dans ce chapitre, les principes de l'interférométrie sont rapidement décrits, puis les résultats sont présentés et discutés. Rien ne s'oppose à ce que le gaz imagé soit issu du courant de refroidissement et certains indices vont plutôt dans ce sens. Le lien entre courant de refroidissement et la présence d'un AGN central est souligné.*

*Loin d'être définitifs, ces travaux ouvrent une nouvelle voie dans l'observation du phénomène de courant de refroidissement. Plusieurs projets observationnels sont en cours actuellement (VLT, Plateau de Bure). Ces projets sont brièvement décrits dans le chapitre 6 et de manière plus développée en annexe. L'objectif est maintenant de mieux saisir la place du gaz froid détecté dans l'environnement très particulier que constitue le centre des amas de galaxies avec un courant de refroidissement.*

# Chapitre 1

## Introduction

### Contents

---

<b>1.1</b>	<b>Les amas de galaxies . . . . .</b>	<b>14</b>
1.1.1	De grandes structures dans l'Univers . . . . .	14
1.1.2	Formation des amas de galaxies . . . . .	14
1.1.3	Composition des amas de galaxies . . . . .	17
<b>1.2</b>	<b>Les courants de refroidissement (cooling flows) . . . . .</b>	<b>22</b>
1.2.1	Le refroidissement radiatif du gaz intra-amas . . . . .	22
1.2.2	Les courants de refroidissement homogènes . . . . .	24
1.2.3	Un modèle multiphasé de courant de refroidissement. . . . .	27
<b>1.3</b>	<b>Observations des courants de refroidissement . . . . .</b>	<b>27</b>
1.3.1	Les récentes observations dans la bande X . . . . .	28
1.3.2	Le domaine optique et UV . . . . .	33
1.3.3	L'infrarouge . . . . .	36
1.3.4	Le champ magnétique . . . . .	36

---

---

*Les amas de galaxies sont avec les super-amas parmi les plus grandes structures organisées de l'Univers. Composés de plusieurs centaines de galaxies, leur masse est d'environ  $10^{14} M_{\odot}$  pour un rayon moyen de plusieurs millions de parsecs. L'étude de ces objets, qui mettent en évidence la tendance des galaxies à se concentrer, s'est développée à partir des années 1950 avec la construction du premier catalogue de riches amas de galaxies (Abell 1958). Le lancement de satellites X à partir des années 1970 a ensuite contribué de manière significative au développement de l'exploration de ces grandes structures et a permis en particulier de mieux comprendre la physique du milieu inter-galactique.*

*Ce premier chapitre débute par une brève présentation des propriétés très générales des amas de galaxies ainsi que de quelques unes des directions privilégiées de recherche les concernant. Suit une description des caractéristiques du gaz intra-amas et des processus de refroidissement permettant d'introduire le mécanisme de courant de refroidissement. Enfin, une revue non exhaustive de l'exploration de ces courants de refroidissement à travers une large bande du spectre électromagnétique sera présentée dans l'objectif de faire apparaître les problématiques actuelles liées à la physique du coeur des amas de galaxies.*

---

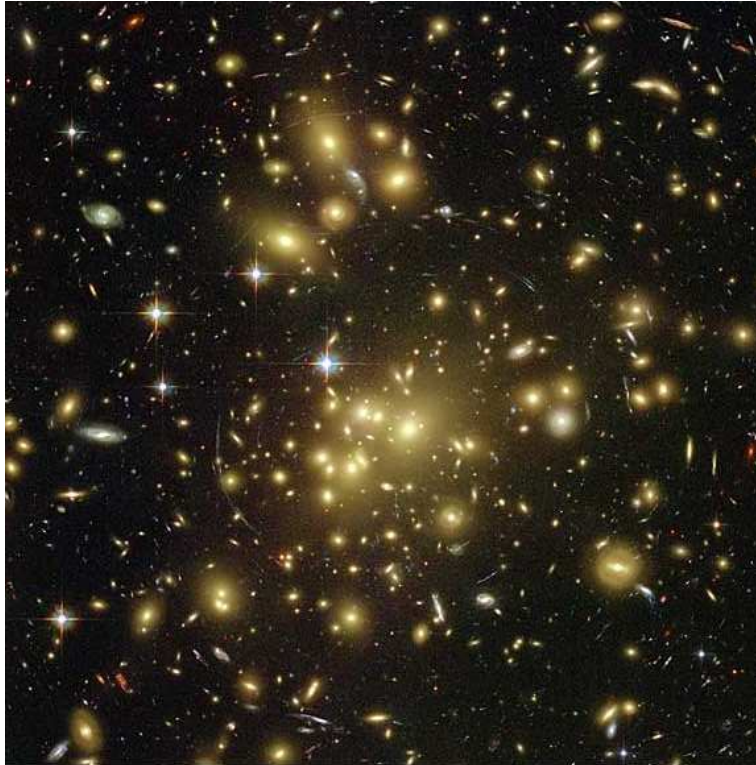
## 1.1 Les amas de galaxies

### 1.1.1 De grandes structures dans l'Univers

*Les galaxies ne sont pas distribuées uniformément dans l'univers. Elles sont en effet réparties majoritairement dans des groupes ou amas. Ces concentrations de galaxies, liées gravitationnellement, sont très fréquentes dans l'univers. Environ 69 % des galaxies connues jusqu'à 25 Mpc se trouvent dans un groupe (contenant entre une dizaine et une centaine de membres). Ces agrégats de galaxies peuvent être immenses et compter plusieurs milliers de galaxies (tel que l'amas de la Vierge par exemple). La proportion des galaxies appartenant à ces amas riches et très denses ( $> 1$  galaxie par  $\text{Mpc}^3$ ) est beaucoup plus faible (environ 5%). Il existe donc une vaste population d'amas de galaxies dont les caractéristiques particulières peuvent être très différentes (température, taille, luminosité, population...).*

### 1.1.2 Formation des amas de galaxies

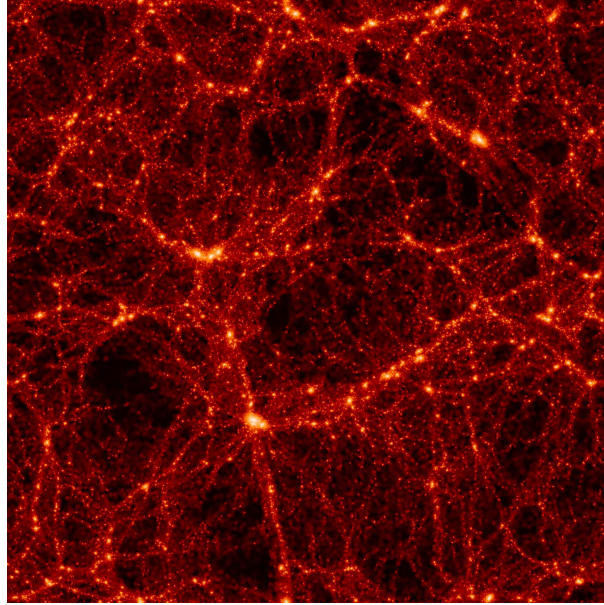
*Les amas de galaxies constituent des laboratoires privilégiés d'étude en cosmologie. L'histoire de la formation des amas est directement liée à celle de l'évolution des fluctuations initiales de densité de l'Univers primordial. La connaissance des propriétés des amas peut donc apporter de fortes contraintes sur les modèles cosmologiques de formation des grandes structures de l'Univers.*



**FIG. 1.1:** Image par le télescope spatial Hubble de l'amas de galaxies Abell 1689. On peut voir sur cette image la présence d'arcs gravitationnels. NASA, N. Benitez (JHU), T. Broadhurst (Racah Institute of Physics/The Hebrew University), H. Ford (JHU), M. Clampin (STScI), G. Hartig (STScI), G. Illingworth (UCO/Lick Observatory), the ACS Science Team and ESA.



*Conformément aux prédictions des modèles, la répartition des amas n'est pas homogène dans l'Univers. Ces derniers se regroupent le long de filaments ou feuilletts qui entourent de grandes cavités vides de galaxie. Ainsi 90% du volume de l'univers semble vide comme le reproduisent les récentes simulations numériques à haute résolution de croissance hiérarchique des fluctuations primordiales (du type Cold Dark Matter).*



**FIG. 1.2:** Exemple de simulation numérique de haute résolution par le VIRGO consortium la répartition de matière dans l'Univers local, à partir d'un modèle de formation hiérarchique ( $\Lambda$ CDM) (Jenkins et al., 1998). Taille du cube : 239.5 Mpc/h avec  $256^3$  particules.  $\Omega = 0.3$ ,  $\Lambda = 0.7$ ,  $H_0 = 70$  km/(Mpc sec),  $\sigma_8 = 0.9$ . Masse d'une particule :  $6.86 \cdot 10^{10} M_\odot/h$  On peut voir de gros amas de galaxies à l'intersection des filaments.

*On s'attend à ce que les amas de galaxies présentent entre eux des propriétés semblables. Dans le cadre du scénario de formation des amas de galaxies basé sur le modèle d'effondrement sphérique et considérant que le gaz intra-amas constitue une fraction constante de la masse totale de l'amas, les modèles prévoient que les propriétés du gaz  $X$  obéissent à des lois d'échelles en fonction de la masse de l'amas (ou de sa température) et de son décalage spectral. L'étude statistique des amas de galaxies a permis de mettre en évidence ces relations. Prenons par exemple la luminosité  $X$  des amas en fonction de leur température moyenne ( $L$ - $T$ ). Les lois d'échelle sont effectivement vérifiées sur de grands intervalles de luminosité dans la bande  $X$  : ( $10^{42}$ - $10^{45}$  erg/s). Néanmoins, la corrélation mise en évidence est de la forme  $L_X \propto T_X^{3.4}$  plutôt que  $L_X \propto T_X^2$  comme le prévoit le modèle d'effondrement gravitationnel. Notons que la mesure de la température des amas de galaxies pourrait être erronée si l'amas possède en son centre un courant de refroidissement. Cependant les études de Arnaud & Evrard (1999) montrent que pour des amas sans courant de refroidissement, la relation  $L$ - $T$  présente plutôt une pente de l'ordre de 3. Des phénomènes non gravitationnels de 'préchauffage' sont invoqués pour expliquer ces écarts entre théorie et observations. Le chauffage par des explosions de supernovae ou des chocs lors de la formation des premières structures (les premières générations de*

galaxies) aurait pu élever la température des petits groupes avant leur fusion. Le chauffage non-gravitationnel serait donc plus important pour les petites structures (petites masses, petites températures), ce qui pourrait expliquer la pente relevée de la relation  $L$ - $T$  de l'Univers local.

Ces mécanismes dits de 'feedback' (de réchauffage) pourraient expliquer une autre propriété caractéristique des amas : l'existence d'un palier d'entropie au centre des amas de galaxies. L'entropie du gaz inter-galactique est définie par :  $S \propto T/n^{2/3}$ . Les phénomènes de préchauffage pourraient avoir élevé le seuil d'entropie des petites structures, (avant leur fusion). L'effondrement gravitationnel se produirait alors de façon adiabatique. Il n'y aurait pas de chauffage par choc lors de l'effondrement. L'entropie resterait constante au coeur de ces structures. Lorsque la masse du système augmente le chauffage gravitationnel devient dominant (choc) et l'entropie augmente. Ainsi, on observe deux régimes d'entropie : au centre des amas, un profil constant et à plus grand rayon un profil suivant une loi d'échelle, ainsi que le modèle d'effondrement gravitationnel le prévoit. Si des vents galactiques sont à l'origine du pré-chauffage, cela pourrait expliquer aussi l'enrichissement du milieu intra-amas ( $\sim 0.3 Z_{\odot}$ ). Notons enfin que le refroidissement radiatif du gaz au centre de l'amas et la présence d'un courant de refroidissement pourrait jouer un rôle important dans l'interprétation du palier d'entropie constaté au centre des amas. Néanmoins, des amas sans courant de refroidissement présentent pourtant ce palier. Il semble donc que le phénomène de courant de refroidissement ne soit pas le processus dominant pour l'établissement du palier d'entropie.

### 1.1.3 Composition des amas de galaxies

Les amas de galaxies sont essentiellement composés de matière noire. On sépare la matière visible en deux composants : les galaxies et le gaz inter-galactique. Pour un amas standard de  $10^{14} M_{\odot}$  contenant environ 500 galaxies, 80% de la masse est sous forme de matière noire, 15% sous la forme de gaz intra-amas et l'ensemble des galaxies ne contribue donc qu'à 5% de la masse totale.

#### Le composant principal : la matière noire

En 1933, en mesurant les vitesses de dispersion des galaxies dans l'amas de Coma, Fritz Zwicky mettait en évidence la nécessité de l'existence d'une composante massive non visible. C'était la première preuve observationnelle de la présence de matière noire dans les amas de galaxies.

Ces objets extrêmement massifs sont utilisés pour leur propriété d'amplification gravitationnelle : ils jouent le rôle de lentille gravitationnelle, amplifiant et déformant les images de galaxies d'arrière plan. L'étude de ces déformations (arcs géants, arclets) permet de contraindre le potentiel du déflecteur (amplitude, géométrie). Ainsi, la masse totale des amas, en majorité sombre, semble beaucoup plus concentrée que ce que laisse penser la distribution des galaxies ou celle du gaz inter-galactique.

## Les galaxies

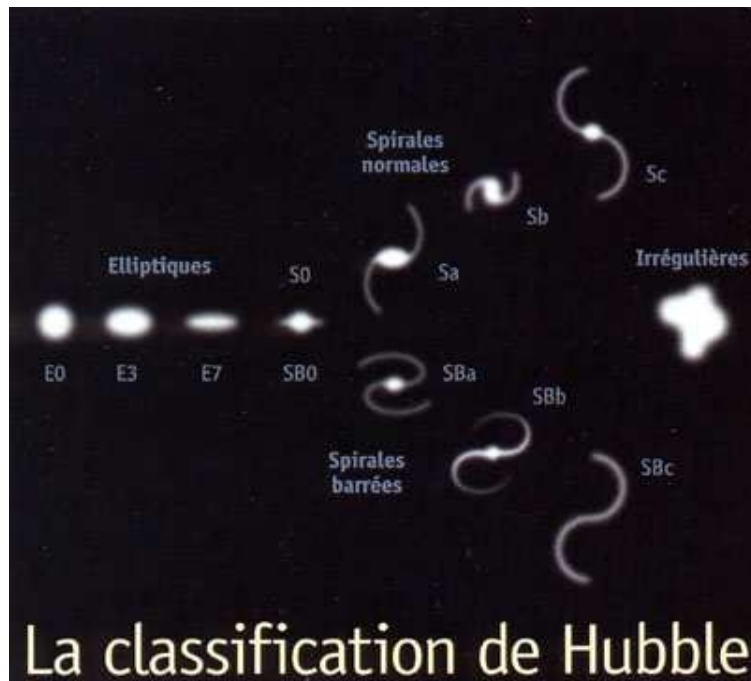
*La population des amas de galaxies n'est pas homogène. Leur apparence est très variable. Certains amas sont des concentrations assez irrégulières de galaxies spirales principalement. On constate, en revanche, dans d'autres amas une ségrégation du type des galaxies en fonction de la distance au centre. Dans les régions centrales, les plus denses, on trouve principalement des galaxies de type elliptiques (E) et lenticulaires (S0), pauvres en gaz et dont la population stellaire est composée principalement d'étoiles vieilles. Plus à l'extérieur, en dessous d'une densité critique dans l'amas, les galaxies spirales riches en gaz et en étoiles jeunes sont plus nombreuses. Un scénario d'interprétation possible pour expliquer cela consiste à considérer que les galaxies originellement riches en gaz ont perdu ce composant dans le milieu intergalactique sous l'action des forces de pression du gaz dans lequel elles évoluent. Ce gaz balayé aurait d'ailleurs pu enrichir le milieu intra-amas. Dans les régions les plus denses, les collisions entre galaxies sont plus fréquentes, même si leurs vitesses relatives sont élevées. Ainsi, c'est la fusion de ces galaxies qui conduirait, comme le prédisent les simulations numériques, à des systèmes sphéroïdaux dépourvus de gaz (Hernquist, 1992). Certains amas abritent en leur centre une galaxie elliptique géante, que l'on appelle galaxie de type cD. Le "c" indique que la galaxie est une géante et le D signifie 'dustless', c'est-à-dire pauvre en poussière, avec un halo d'étoiles diffus, très étendu (Morgan, 1958). Certaines de ces galaxies possèdent plusieurs noyaux, ce qui supporte le scénario selon lequel ces galaxies ont évolué grâce, notamment, à une activité de cannibalisme importante (résultant des fortes forces de marées entre galaxies). Ces monstres ont une masse de l'ordre de ( $\sim 10^{13} M_{\odot}$ ), et une enveloppe stellaire très étendue pouvant atteindre 100kpc. Elles sont le site de différents mécanismes d'évolution galactique tels que les interactions de la cD avec les sous structures de l'amas (cannibalisme, friction dynamique) mais aussi les phénomènes d'accrétion du gaz intra-amas.*

## Le gaz intra-amas

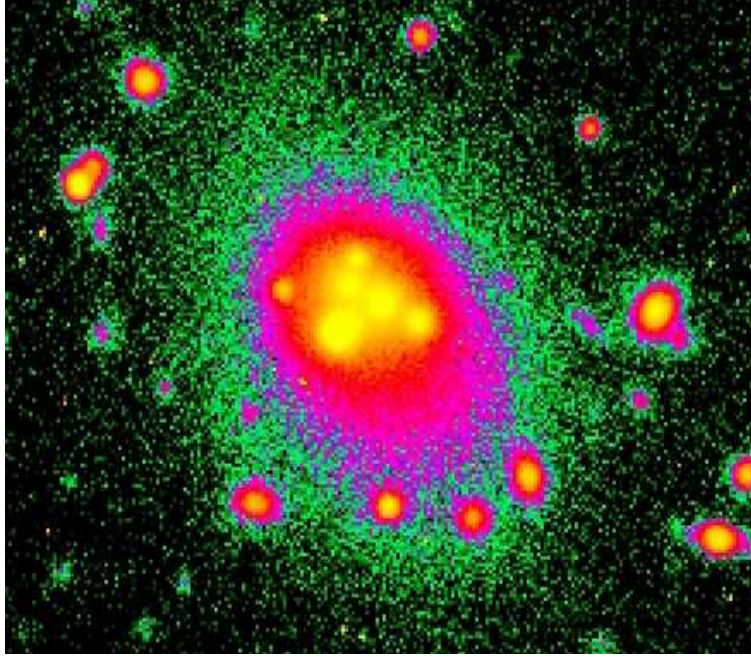
*Les amas de galaxies, dominés par la matière noire, contiennent une importante quantité de gaz observé dans le domaine des très hautes énergies. Ce gaz inter-galactique est en équilibre hydrostatique dans le potentiel gravitationnel de l'amas. L'équilibre est atteint lorsque la vitesse du son du gaz est proche de la vitesse de dispersion de l'amas (300-1200 km/s) :*

$$\frac{k_B T}{\mu m_H} \sim \sigma_r \quad (1.1)$$

*avec  $\mu m_H$  la masse moléculaire moyenne,  $T$  la température du gaz,  $k_B$  la constante de Boltzmann et  $\sigma_r$  la dispersion de vitesse des galaxies (projetée sur la ligne de visée). Le gaz est donc extrêmement chaud (plusieurs millions de degrés) et son émission thermique est observée principalement dans le domaine des X : 90% de l'énergie thermique rayonnée par le gaz se trouve dans la bande X. La luminosité dans la bande X du gaz, est la composante principale de la matière visible de l'amas. Elle s'échelonne entre  $10^{43}$  et  $10^{45} \text{ erg.s}^{-1}$ . La majeure partie de gaz intra-amas est diffus avec une densité d'environ  $10^{-4}$ - $10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ . En pratique, on modélise le profil radial de l'émission X du gaz intra-amas par un modèle  $\beta$ ,*



**FIG. 1.3:** Schéma du diapason de Hubble. Classification des galaxies selon leur forme. Les elliptiques et les lenticulaires (respectivement 10 % et 20 % de celles observées à ce jour), puis les galaxies spirales d'un côté, les spirales barrées de l'autre (67 % au total). Quant aux 3 % restantes, il s'agit des irrégulières, sans forme particulière. Contrairement à ce que pensait Edwin Hubble, il semble que si ce schéma représente un scénario d'évolution temporel des galaxies, alors il débute par la droite et finit à gauche. Les galaxies formées en spirale rassembleraient l'énorme quantité de matière qui les entoure pour former un bulbe de plus en plus gros et devenir lenticulaire. Après plusieurs collisions et fusions entre galaxies, apparaîtraient les formes elliptiques.



**FIG. 1.4:** Au centre d'Abell 3827 ( $z=0.1$ ), une galaxie cD contenant plusieurs noyaux, d'après Michael J. West (St. Mary's U.), ESO 1-m Telescope. On peut voir, les restes de cinq galaxies plus petites qui ont été accrétées par la galaxie géante centrale.

du type :

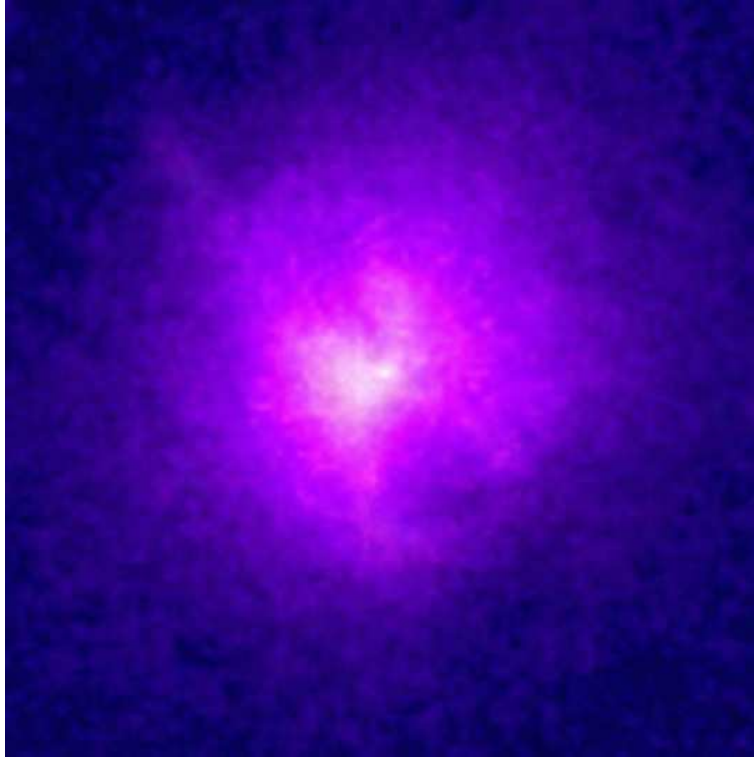
$$S(R) = S_0 \left( 1 + \left( \frac{R}{R_c} \right)^2 \right)^{0.5-3\beta} \quad (1.2)$$

avec  $R$  le rayon projeté et  $R_c$  le rayon de coeur. Les valeurs typiques sont  $R_c \sim 200-400 \text{ kpc}$  et  $\beta \sim 0.7$ . Connaissant cette fonction, on peut remonter à la densité d'électrons émettant ainsi par rayonnement de freinage, elle est alors de la forme :

$$n(r) = n_0 \left( 1 + \left( \frac{r}{R_c} \right)^2 \right)^{-1.5\beta} \quad (1.3)$$

qui suppose que le profil radial de température est isotherme. A partir de la densité du gaz, et de l'équation d'équilibre hydrostatique, il est possible de remonter à la distribution de masse  $M(r)$  totale des amas. La mesure des profils de température est une méthode indépendante de celle utilisant l'effet d'amplification gravitationnelle, pour connaître le potentiel gravitationnel des amas.

C'est il y a environ une trentaine d'années que s'est imposée l'origine thermique du rayonnement X émis par le milieu intra-amas. En 1970 était lancé UHURU, le premier satellite dans la bande X. Après deux années d'activité, un catalogue de 52 amas de galaxies était constitué (Forman et al. 1978). Le lancement du satellite Einstein (1978-1981), puis celui de ROSAT (1990-1999), avec en particulier, le ROSAT All Sky Survey (RASS), ouvraient une nouvelle voie dans la connaissance des amas de galaxies grâce à la qualité améliorée des images obtenues et à la quantité multipliée des données disponibles (1200



**FIG. 1.5:** Hydra A. Image en bande X par le satellite Chandra (Tucker (1999)  $2.6 \times 2.7$  arcmin. On peut constater que l'émission du plasma en X n'est pas à symétrie sphérique.

nouveaux amas reconnus, Edge & Frayer (2003)). Avec ASCA (1993-2001) et l'accès à une plus haute résolution spectrale les propriétés des amas ont pu être contraintes avec une plus grande précision encore. Ainsi, l'analyse des observations de ces premières générations d'observatoires spatiaux X a permis de mieux connaître les propriétés des amas de galaxies tels que profils de luminosité, de température, de densité électronique. L'observation de raies d'émission dans les spectres de hautes énergies a permis de déduire que l'ICM est enrichi en éléments lourds. Des raies de l'oxygène et du silicium ont également été détectées. Les résultats récents donnent au milieu intra-amas une métallicité de  $\sim 0.3 Z_{\odot}$ , (Renzini, 2003; Allen et al., 2002). Ce qui suggère que ce gaz n'est pas entièrement primordial. Il a probablement été transformé à travers l'activité d'une ou plusieurs générations d'étoiles. Si une partie du gaz a pu être arrachée des galaxies de l'amas, les taux de perte de masse des galaxies actuelles restent trop faibles pour expliquer la forte métallicité de l'ICM. Une partie de l'enrichissement est donc très probablement liée aux phases primordiales de la formation des amas de galaxies.

L'exploration dans la bande X a permis, en particulier, de mettre en évidence l'existence d'un phénomène inattendu : les courants de refroidissement découverts au centre du potentiel gravitationnel de certains amas.

## 1.2 Les courants de refroidissement (cooling flows)

### 1.2.1 Le refroidissement radiatif du gaz intra-amas

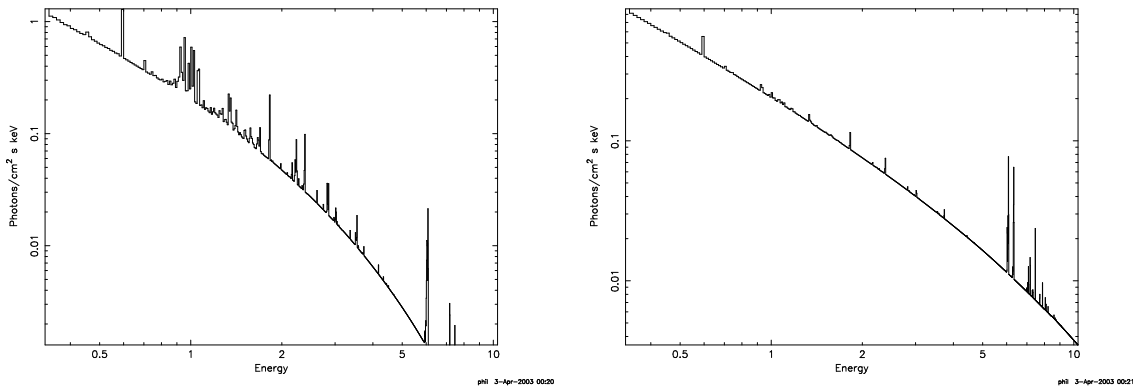
*L'ICM (Intra Cluster Medium), constitué d'hydrogène et d'hélium totalement ionisés, perd de l'énergie et se refroidit par rayonnement. Le processus principal d'émission (thermique) est le rayonnement de freinage (Bremsstrahlung) entre un proton et un électron.*

$$\epsilon \sim n^2 \sqrt{T} \quad (1.4)$$

*C'est donc un mécanisme d'interaction entre deux particules qui est à l'origine du refroidissement du gaz intra-amas. Il est important de noter que l'émissivité  $X$  (notée  $\epsilon$  ci-dessus) par bremsstrahlung dépend donc fortement de la densité du gaz. Le temps caractéristique de refroidissement par rayonnement de freinage pour un gaz isobare de température  $T_g$  et de densité  $n_p$  est défini par (Sarazin, 1988) :*

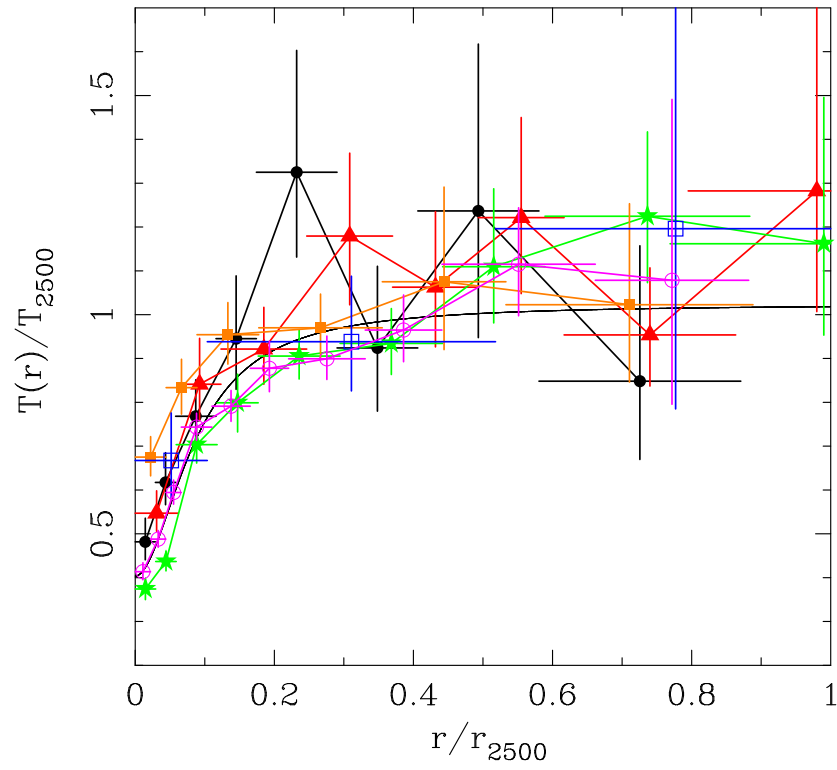
$$t_{cool} = 8.5 \cdot 10^{10} \left( \frac{n_p}{10^{-3} \text{cm}^{-3}} \right)^{-1} \left( \frac{T_g}{10^8 \text{K}} \right)^{1/2} \text{ans} \quad (1.5)$$

*A cette émission continue du gaz intra-amas, se superposent des raies d'émission résultant de l'interaction d'un ion et d'un électron. Celles-ci deviennent particulièrement importantes aux basses températures ( $< 2 \text{ keV}$ , c.a.d.  $< 3 \cdot 10^7 \text{ K}$ ) dans le domaine des hautes énergies, avec principalement l'émission des raies de recombinaison du fer. Ces raies d'émission du Fer fortement ionisé sont caractéristiques du gaz  $X$  à des températures assez basses ( $< 1\text{-}2 \text{ keV}$ ).*



**FIG. 1.6:** Spectres modélisés : émission continue du plasma chaud et diffus (bremsstrahlung) + raies d'émission de plusieurs éléments, principalement le Fe. Flux de photons par keV normalisé en fonction de l'énergie (à gauche  $T=2\text{keV}$  et à droite  $T=10\text{keV}$ )

*Au centre de l'amas où la densité atteint des valeurs élevées, le refroidissement radiatif est très efficace (il varie comme  $n^2$ , d'après l'équation 1.5). Dans les régions centrales, le temps de refroidissement peut être très court et même inférieur à l'âge de l'amas. On s'attend alors à observer une chute des températures de l'ICM au centre de l'amas. C'est*



**FIG. 1.7:** Profils de température normalisés en fonction de la distance au centre normalisée pour 6 amas de galaxies avec un courant de refroidissement en leur centre, d'après des données Chandra (Allen et al., 2001)



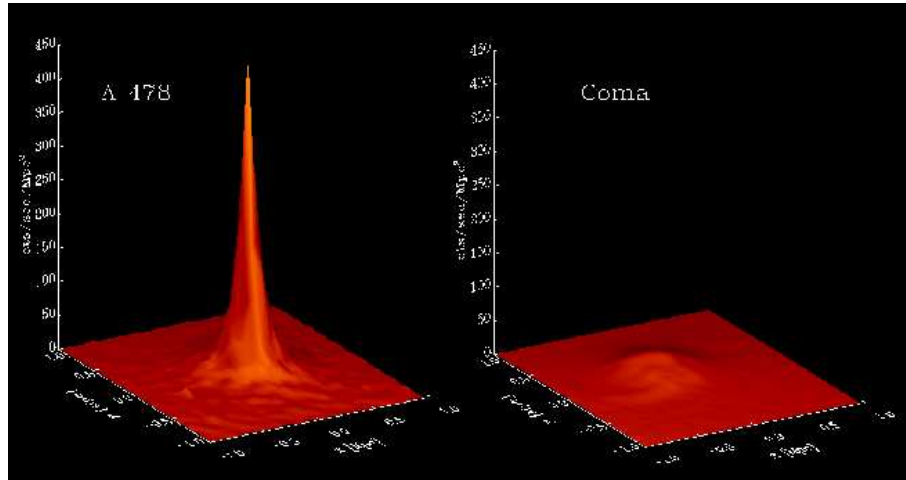
effectivement le cas, comme le montre la figure 1.7 La chute rapide de la température vers le centre de l'amas induit des courants de gaz dirigés de l'extérieur vers le centre de l'amas que l'on appelle courants de refroidissement. En effet, les régions internes plus froides ne peuvent soutenir les forces de pression des régions externes plus chaudes. Il faut alors que la densité des régions internes augmente, pour pouvoir compenser la pression des régions externes. La seule possibilité pour cela, si aucun mécanisme de chauffage ne vient arrêter le refroidissement, c'est l'apparition d'un flot de matière depuis l'extérieur vers l'intérieur. L'équilibre du gaz virialisé est donc maintenu par un flot de matière vers les régions où le gaz s'est refroidi. Ce sont les *cooling flows*. Ce sont des phénomènes conduits par les forces de pression.

### 1.2.2 Les courants de refroidissement homogènes

Le scénario décrit plus haut est un modèle idéalisé de courant de refroidissement homogène à symétrie sphérique. A chaque rayon, le gaz est défini par une seule densité et une seule température. Ce modèle a permis d'expliquer l'excès d'émission de rayonnement *X* dans le coeur des amas de Persée et de Virgo vers la fin des années 1970. Il reste encore souvent utilisé, en tant que modèle simplifié auquel des modèles plus élaborés sont comparés. Nous verrons dans le Chapitre 4 que le modèle de courant de refroidissement homogène donne une bonne approximation des propriétés du gaz intra-amas.

Les premiers développements théoriques expliquant l'existence d'un tel phénomène apparaissent avec l'analyse des observations de UHURU dans la bande *X* du centre des amas de galaxies (en particulier les amas de Persée et Virgo) dans la fin des années 1970 (Cowie & Binney, 1977; Fabian & Nulsen, 1977; Mathews & Bregman, 1978). Dans certains amas, un pic de la brillance de surface dans la bande *X* était observé, qui se superposait au profil de King standard et qui n'apparaissait pas dans d'autres amas, comme l'illustre la figure 1.8. Cette forme très caractéristique de la distribution de brillance indique la présence d'un courant de refroidissement. En effet, cela prouve que la densité du gaz augmente fortement au centre de certains amas de galaxies. Or la brillance de surface ne dépend que faiblement de la température, mais varie comme le carré de la densité du gaz. L'augmentation de la densité au centre implique que le temps de refroidissement est plus court dans ces régions qu'ailleurs dans l'amas. Un courant de refroidissement doit donc s'établir. L'analyse des images d'amas dans la bande *X* a alors permis de mettre en évidence qu'une grande fraction des amas observés (par Einstein, EXOSAT, ROSAT) présentait un pic central dans leur brillance de surface. Les temps de refroidissement calculés à partir de ces images ont montré que pour environ 70-80% des amas  $t_{\text{cool}} < 10^{10}$  ans à l'intérieur d'un rayon de refroidissement de  $\sim 200$  kpc.

La condition d'existence d'un courant de refroidissement dépend donc du temps caractéristique de refroidissement du gaz. En effet, il faut que le temps de refroidissement soit inférieur à l'âge de l'amas, que l'on approxime souvent par le temps de Hubble. On définit alors un rayon de refroidissement (extension caractéristique du cooling flow) comme le rayon à partir duquel  $t_{\text{cool}} < t_H$ . Il faut aussi qu'au centre de l'amas le temps de refroidissement reste supérieur au temps de chute libre du gaz  $t_{\text{cool}} > t_{\text{ff}}$ . L'amplitude d'un courant de refroidissement homogène est caractérisée par ce que l'on appelle un taux de déposition



**FIG. 1.8:** Exemple de l'émission X mesurée pour deux amas de galaxies en fonction des positions X, Y dans l'amas. On peut voir un pic dans la brillance de surface au centre de l'amas Abell 478 (contenant un courant de refroidissement) alors que celle-ci est beaucoup plus plate dans l'amas Coma (sans courant de refroidissement). Pourtant les luminosités dans la bande X de ces deux amas sont presque égales.

de masse :  $\dot{M}$ . Celui-ci est estimé à partir de la luminosité dans la bande X associée à la région de refroidissement ( $r < r_{\text{cool}}$ ) en supposant que celle-ci soit due à l'énergie thermique du gaz et au travail des forces de pression  $PdV$  du gaz qui tombe à l'intérieur de  $r_{\text{cool}}$  (ce qui explique le facteur  $5/2$ ) :

$$L_{\text{cool}} \sim \frac{5}{2} \frac{k_B T}{\mu m} \dot{M} \quad (1.6)$$

où  $T$  est la température du gaz au rayon de refroidissement. Cela représente environ 10% de la luminosité totale de l'amas. Les taux de déposition de masse au centre des amas de galaxies peuvent être très élevés. Les estimations des taux de déposition de masse, dérivées notamment à partir des données du satellite Einstein (White et al., 1997), ou de ROSAT (Peres et al., 1998) varient entre quelques dizaines et plusieurs centaines de masses solaires par an. Le tableau ci-dessous illustre les caractéristiques des courants de refroidissement pour un échantillon assez large d'amas de galaxies (Edge et al., 1992), déduites à partir des observations d'EXOSAT et de l'Observatoire spatial Einstein. Cette étude a permis de montrer la fréquence élevée du phénomène de cooling flows dans les amas de galaxies, conduisant à l'hypothèse que ce mécanisme est sans doute commun et d'une durée de vie longue au coeur des amas de galaxies (les résultats présentés ici concernent les amas abritant un courant de refroidissement qui représentent 70-90% de l'échantillon effectivement observé).

Cependant, l'application de ce modèle simple aux images obtenues par les satellites X dans le courant des années 1980, permettant d'évaluer  $L_{\text{cool}}(r)$ , d'une part et l'analyse de la déprojection des profils de brillance de surface, d'autre part (Fabian et al., 1984; Stewart et al., 1984) ont permis de montrer que le taux de déposition de masse n'était en

Cluster	z	$L_X$ ( $10^{43}\text{erg s}^{-1}$ )	$t_{cool}$ ( $10^9$ ans)	$\dot{M}$ ( $M_\odot/\text{an}$ )
A426	0.0183	110	$0.48 \pm 0.02$	183
Ophiuchus	0.028	152	$3.1 \pm 7.4$	75
Virgo	18 Mpc	1	$0.03 \pm 0.01$	10
A2319	0.0564	170	$13.1 \pm 2.2$	66
A3571	0.0391	77	$7.8 \pm 12.9$	79
Centaurus	0.0109	6	$0.49 \pm 0.10$	18
3C129	0.022	20	$5.1 \pm 4.5$	61
A754	0.0542	105	$9.5 \pm 12.5$	24
A2029	0.0767	197	$3.8 \pm 0.7$	402
A2142	0.0899	272	$3.0 \pm 0.8$	188
A2199	0.0300	30	$2.4 \pm 1.8$	150
A478	0.0882	241	$2.3 \pm 0.5$	570
A85	0.0521	75	$3.8 \pm 0.6$	236
A3266	0.0594	92	$21.5 \pm 17.3$	10
A401	0.0748	147	$20.1 \pm 5.9$	12
0745-191	0.1028	280	$2.1 \pm 0.5$	702
A496	0.0330	25	$2.1 \pm 0.3$	112
A1795	0.0627	89	$2.5 \pm 0.4$	478
Cygnus-A	0.057	69	$4.2 \pm 0.5$	187
2A0335+096	0.0349	25	$0.90 \pm 0.11$	142
A1060	0.0124	2	$2.2 \pm 3.3$	9
A644	0.0704	92	$8.7 \pm 1.1$	326
A3562	0.0499	39	$4.5 \pm 4.8$	45
A2147	0.0356	18	$15.2 \pm 24.5$	54
A119	0.0440	26	$14.6 \pm 9.3$	23
Hydra-A	0.0522	35	$1.8 \pm 0.7$	315
A2052	0.0348	14	$1.1 \pm 0.2$	90
A2063	0.0350	13	$4.1 \pm 1.0$	45
A1644	0.0474	24	$13.5 \pm 4.6$	19
A262	0.0164	3	$0.87 \pm 0.40$	47
A2597	0.0824	64	$11.1 \pm 2.0$	480
A3112	0.0746	48	$2.1 \pm 1.0$	430
A4059	0.0478	19	$3.5 \pm 8.5$	124
MKW3s	0.0449	15	$4.0 \pm 0.9$	151
A1689	0.181	268	$13.8 \pm 2.3$	164
A576	0.0381	11	$15.1 \pm 3.3$	6
A2244	0.1024	81	$12.2 \pm 2.0$	82

**TAB. 1.1:** Caractéristiques d'un ensemble d'amas de galaxies abritant un courant de refroidissement, d'après Edge (1992).

*fait pas constant, mais variait avec le rayon comme :*

$$\dot{M} \propto r \quad (1.7)$$

*Ceci signifie que le gaz doit être inhomogène. En effet, dans le cas d'un flot interne de refroidissement radiatif homogène, la quantité de matière qui transite à chaque rayon est supposée constante ce qui n'est pas le cas observationnellement. Les taux de déposition de masse augmentent avec le rayon. Cela signifie qu'en plus du flot interne vers le centre, une partie du gaz se refroidit et se trouve déposée sur place, même à grand rayon du centre. Par conséquent, on s'attend à ce que différentes phases du gaz, à des densités et températures différentes coexistent partout dans l'amas à l'intérieur du rayon de refroidissement.*

### 1.2.3 Un modèle multiphasé de courant de refroidissement.

*Ce modèle suppose donc que le gaz est multiphasé pour  $r < r_{\text{cool}}$ . Ceci peut s'expliquer par le développement d'une instabilité thermique dans les cooling flows, comme l'ont étudié Nulsen (1986); Thomas et al. (1987). Nous y reviendrons au Chapitre 2. On s'attend à ce que de grandes quantités de gaz refroidi soient soustraites du flot et déposées à grand rayon, par l'intermédiaire d'un processus d'instabilité thermique. Plus de détails sur ce modèle dit 'inhomogène' seront donnés au chapitre 4 qui présente une application des deux modèles de courant de refroidissement aux données Chandra de l'amas 1795. Le point faible de ce modèle réside dans le fait que les traceurs du résidu froid font défaut à plus grande longueur d'onde comme nous le verrons plus tard. Aucune trace de gaz refroidi n'avait pu être détectée jusqu'à très récemment dans la région très proche du centre des amas (30-50 kpc), et à grand rayon du centre, la question reste toujours posée.*

*Les amas de galaxies abritant un courant de refroidissement possèdent souvent en leur centre une galaxie géante de type cD, comme nous l'avons vu précédemment. Dans les régions centrales les plus denses, le gaz se dépose en grande quantité, et peut par la suite être accrété par la galaxie dominante au coeur de l'amas. Ce mécanisme d'enrichissement en gaz de la galaxie centrale est particulièrement intéressant en ce qui concerne les scénarios de formation des galaxies. Le profil de la matière accumulée  $\dot{M} \propto r$  est similaire à la distribution des halos de matière noire. Le fait que la matière déposée par les courants de refroidissement ne se retrouve qu'en trop faible proportion sous forme visible suggère évidemment qu'un tel phénomène ait pu être à l'origine de la formation des halos de matière noire autour des galaxies. Le présence de courants de refroidissement autour de galaxies elliptiques d'amas montre que ce phénomène n'est pas seulement propre au centre des amas de galaxies. Il pourrait donc jouer un rôle important dans la formation des galaxies de façon plus générale.*

## 1.3 Observations des courants de refroidissement

*Le phénomène de courant de refroidissement, largement étudié à travers la bande X, a également été l'objet d'investigations aux autres longueurs d'onde du spectre électromagnétique (voir Fabian (1994) pour une revue). En effet, si l'on pensait que le gaz chaud*

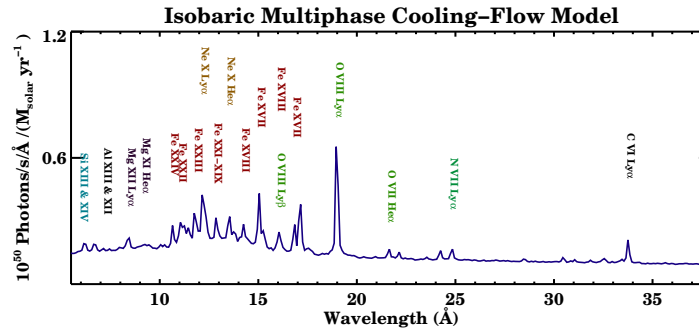
*intra-amas* était déjà bien compris à la fin des années 1980, de nombreuses questions restaient ouvertes concernant le refroidissement du gaz  $X$ , avec en particulier celle du devenir du gaz refroidi. Si les observations de l'ICM dans le domaine des hautes énergies montrent la présence d'un courant de refroidissement au centre de nombreux amas, rares sont les signes de cette présence à d'autres longueurs d'ondes (les traces d'un résidu froid sont absentes et les taux de formation stellaire sont un ordre de grandeur au moins inférieurs aux taux de déposition de masse). Par ailleurs, aucune information sur la dynamique du gaz ne permet de montrer le flot du gaz chaud vers la région centrale. C'est dans ce contexte que de nombreuses observations dans les domaines UV, visible, mm et radio ont été entreprises. A la recherche du gaz froid, ou d'une explication à son absence.

### 1.3.1 Les récentes observations dans la bande X

Il est important de noter tout d'abord l'apport de la nouvelle génération des satellites  $X$  que sont XMM-Newton et Chandra. Avec respectivement la haute résolution spectrale et la haute résolution spatiale, de nouvelles perspectives sont apparues. Rappelons donc les résultats récents concernant les courants de refroidissement dans la bande  $X$ . Le premier résultat important est une tendance à réévaluer à la baisse les taux de déposition de masse d'un facteur  $\sim 5-10$  (McNamara, 2002). Les quantités de matière déposées par le courant de refroidissement ne sont donc plus aussi importantes et la comparaison avec les indices de cooling flow à d'autres longueurs d'onde devient possible.

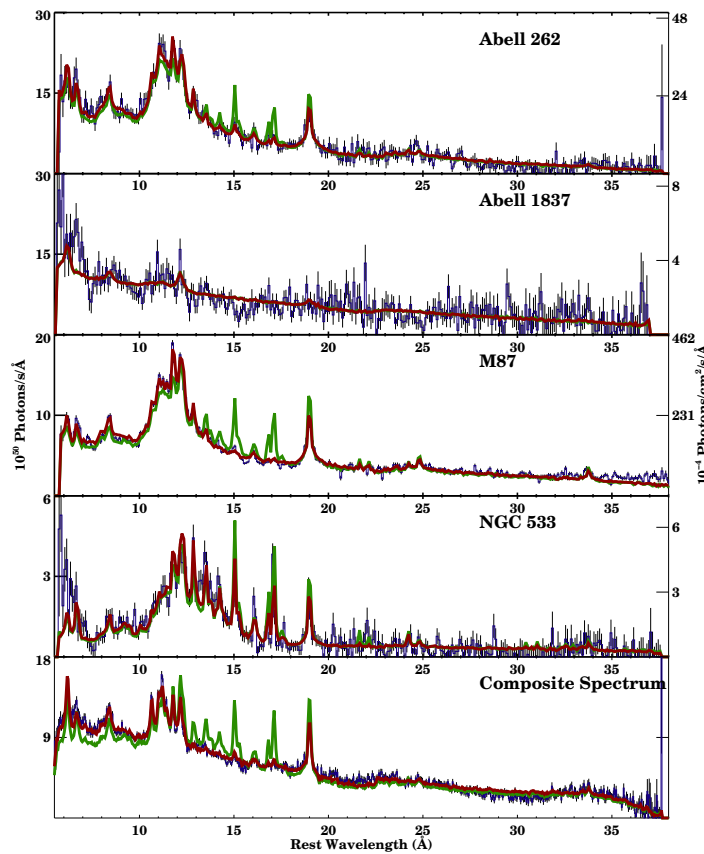
#### Les observations d'XMM-Newton

Les observations du satellite XMM-Newton ont récemment mis en évidence l'absence de détection de gaz attendu à des températures inférieures à 2 keV. En effet, sur la figure 1.9



**FIG. 1.9:** Spectre prédit par un modèle de gaz multiphasé et isobare (cf description plus haut) d'une température maximum de 6 keV et avec une métallicité  $1/3 Z_{\odot}$ , d'après Peterson et al. (2003). On peut remarquer ici l'importance des raies Fe L ainsi que les raies OVIII.

(Peterson et al Peterson et al. (2003)), on peut voir la modélisation à haute résolution du spectre d'émission du gaz intra-amas dans le cas d'un milieu multiphasé tel qu'il a été décrit plus haut. L'émission de certaines raies traduit la présence de gaz à différentes



**FIG. 1.10:** Comparaison des données de XMM-Newton obtenues avec le RGS (en bleu) avec un modèle standard de courant de refroidissement (en vert). Superposé (en rouge), un modèle empirique qui ajuste au mieux les données. Ces résultats montrent l'absence des raies d'émission caractéristiques du gaz aux plus basses températures. D'après Peterson et al. (2003)

températures. Ces modèles ont été comparés aux observations conduites avec le RGS (Reflection Grating Spectrometer) sur le satellite XMM-Newton (Tamura et al., 2001; Kaastra et al., 2001). Les raies d'émission du Fe XXII-XXIV à 10-13 Å, provenant du gaz à une température d'environ 1/3 de la température de la région externe (la plus chaude), ont été détectées, montrant l'existence d'un gaz plus froid. Cependant, aucune émission des raies du Fe XX-XVII à 13-18 Å n'a été détectée alors que celles-ci sont attendues si le gaz se refroidit jusqu'à des températures très basses comme le prédit le modèle de courant de refroidissement.

On peut voir sur la figure 1.10 la comparaison entre les spectres modélisés dans le cadre d'un courant de refroidissement impliquant l'existence d'un gaz multiphasé et les observations de XMM-Newton pour quatre amas de galaxies. L'absence de ces raies d'émission remet en question le scénario standard de courant de refroidissement et plusieurs interprétations possibles ont été suggérées pour tenter d'expliquer ce nouveau résultat.

Tout d'abord, on peut penser qu'il n'existe pas de gaz plus froid que quelques keV dans le centre des amas de galaxies. Dans ce cas, il doit exister un phénomène capable de ralentir ou même stopper le refroidissement à partir d'une certaine température (conduction, AGN). Ceci semble difficile car le mécanisme de réchauffement devrait alors s'appliquer uniquement au gaz le plus froid, sans modifier le refroidissement observé à plus haute température. L'étude de la conduction (entre les couches extérieures plus chaudes et le coeur froid) montre que ce mécanisme n'est pas efficace (Voigt et al., 2002).

Le chauffage par un AGN central est un scénario très étudié. Böhringer et al. (2002a) suggère un refroidissement intermittent régulé par des périodes d'activité et de repos de l'AGN central. Nous discuterons de ce scénario au Chapitre 5. Le problème est de réussir à réchauffer le gaz de façon symétrique, ce qui semble difficile si le mécanisme de chauffage est l'expansion des jets radio dans le milieu intra-amas. Cependant, de récents développements (Ruszkowski et al., 2003) montrent que la dissipation visqueuse d'ondes sonores dans l'ICM, générées lors des phases d'activité de l'AGN, pourrait apporter suffisamment de chauffage. Les observations Chandra de l'amas de Persée (Fabian et al., 2003) semblent confirmer ce scénario.

Il est possible par ailleurs d'invoquer l'intervention d'un mécanisme permettant au gaz de se refroidir sans émettre ces raies. Begelman & Fabian (1990) ont suggéré la possibilité d'un mélange du gaz qui s'est refroidi à une température de l'ordre de  $10^4$  K avec le gaz chaud à  $10^7$  K rendant ce dernier invisible. La température finale étant alors, d'après les auteurs de l'ordre de  $\sqrt{T_{\text{hot}}T_{\text{cold}}}$ .

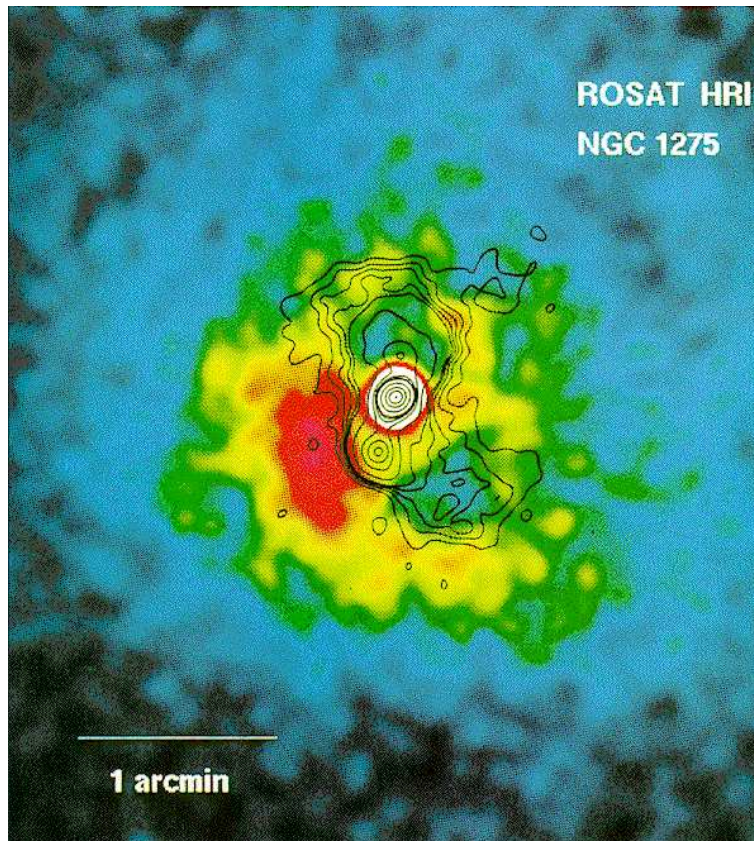
Le gaz déposé par le courant de refroidissement pourrait aussi absorber l'émission des raies de basses énergies. Notons que les régions où l'on attend le plus d'absorbant correspondent bien aux régions où le gaz est le plus froid. Nous reviendrons plus en détails sur les phénomènes d'absorption du gaz X par le gaz froid dans les Chapitres 2 et 4.

Enfin, Fabian et al. (2001) ont récemment proposé une hypothèse selon laquelle, la métallicité pourrait être inhomogène et concentrée dans de petites nuages très riches : à grande échelle, le milieu semble homogène mais les mécanismes de refroidissement s'expriment différemment. Dans ce scénario, dans le domaine des hautes températures, là où le rayonnement de freinage domine, rien n'est différent. Par contre à basse température, lorsque le refroidissement par l'intermédiaire des raies d'émission devient important, l'énergie rayonnée par les raies, provenant des petits nuages riches en métaux, est moins importante que dans le cas d'un milieu homogène, Morris & Fabian (2003). Ceci pourrait alors expliquer l'absence de certaines raies d'émission dans la bande X.

Ces différents scénarios font l'objet d'études très suivies dans le domaine des X à l'heure actuelle. Les observations très récentes de XMM-Newton, ont sans aucun doute ouvert une nouvelle voie dans l'étude des courants de refroidissement. Ces résultats soulèvent notamment une fois de plus la question de l'existence d'une phase très froide du gaz au centre des amas de galaxies, de façon plus forte encore que par le passé.

## Les observations de Chandra

Le coeur des amas de galaxies, où le courant de refroidissement doit être le plus intense, est plus complexe que ce qui était supposé jusqu'alors. Les images à haute résolution spatiale obtenues très récemment avec le satellite X Chandra, ont montré la morphologie

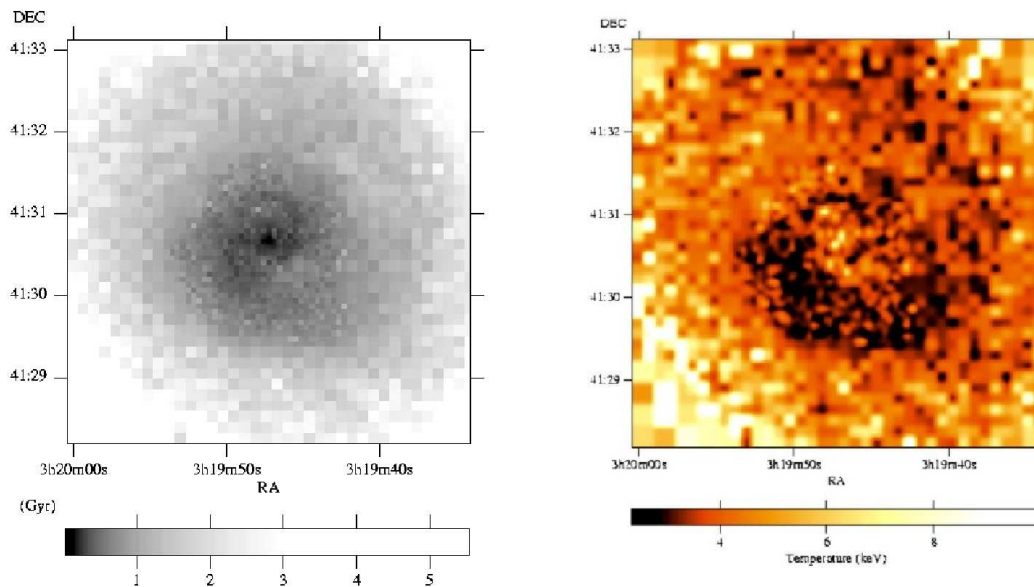


**FIG. 1.11:** Image ROSAT de l'amas de Persée (Boehringer et al., 1993) autour de la galaxie centrale NGC 1275. Sur cette image sont superposés les contours de l'émission radio attribué à l'AGN central. On peut voir que la position des lobes radios correspond à un minimum de l'émission dans la bande X. Le plasma intra-amas a été déplacé sous l'action des particules radio, lors de l'expansion des jets.



très particulière du gaz chaud au centre du potentiel de l'amas et ont permis de mettre en évidence l'existence d'une interaction importante entre le gaz intra-amas et la galaxie centrale ainsi qu'avec d'autres sous-structures de l'amas.

On peut voir sur les deux images, Fig. 1.12, d'après Fabian et al. (2002), une carte de température ainsi qu'une carte du temps de refroidissement de l'amas de Persée obtenues grâce aux observations du satellite Chandra.



**FIG. 1.12:** A gauche : Carte de température de NGC 1275 dans l'amas de Persée, à droite : Carte du temps de refroidissement dans la même région, d'après Fabian et al. (2000).

On peut constater que le temps de refroidissement est très court (inférieur à  $10^9$  ans) dans les régions centrales de l'amas. On constate également la chute de la température vers le centre de l'amas depuis  $\sim 7$  keV jusqu'à  $\sim 3$  keV. Par ailleurs, on peut voir que c'est le long des lobes radios (cf figure 1.11) que le temps de refroidissement est le plus court. C'est là que l'on trouve le gaz le plus froid.

### Cavités (Bubbles)

Les images de Chandra du centre des amas de galaxies ne montrent pas de symétrie sphérique du gaz se refroidissant. Au contraire, on observe des régions où le gaz froid est concentré et d'autres où il est absent. De telles cavités ont été observées au sein de plusieurs amas de galaxies. Leur origine semble associée à l'activité d'une source radio centrale abritée par la galaxie cD. On peut voir sur la figure 1.11 (Boehringer et al., 1993), l'émission dans la bande X de l'amas de Persée à laquelle a été superposée l'image radio de la galaxie centrale. Les cavités dans l'émission X du gaz correspondent parfaitement avec la position des lobes radios. Ces derniers ont apparemment déplacé le gaz X. Ainsi les zones

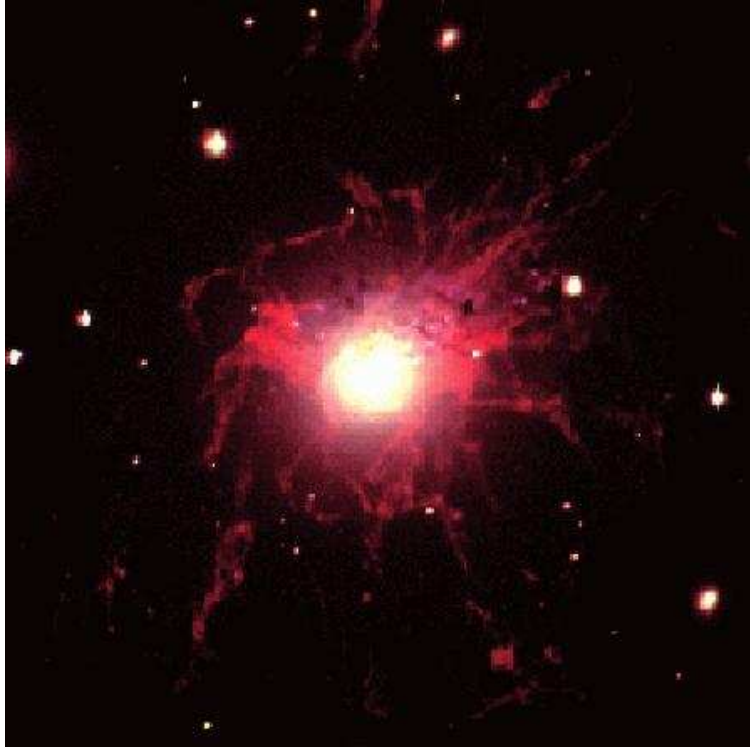
les plus froides (de très forte émission dans la bande  $X$ ) ne coïncident pas avec la position de la galaxie centrale attendue comme le centre du potentiel de l'amas. L'expansion des lobes radios joue certainement un rôle important en tant que mécanisme de réchauffement du gaz intra-amas. Les bulles de gaz réchauffées pourraient ensuite remonter dans le gaz froid environnant comme le montre Churazov et al. (2001) et expliquer les inhomogénéités dans les cartes de température au centre des amas, qui semblent un phénomène général. Notons qu'un grand nombre d'amas de galaxies abritant un courant de refroidissement possède une source radio dans leur galaxie centrale. Burns (1990) estime qu'environ 71% des cooling flows présentent également une activité radio intense liée à la galaxie centrale. Le rôle de l'AGN central dans les courants de refroidissement est certainement important. Ce domaine est à l'heure actuelle un champ d'investigation majeur dans le domaine des simulations numériques (Quilis et al., 2001; Binney, 2003; Begelman, 2003).

### Fronts froids (cold fronts)

Le satellite ROSAT avait déjà mis en évidence l'existence de discontinuités dans la densité de l'ICM d'Abell 2142 et Abell 3667. En particulier, ces deux amas de galaxies présentent les caractéristiques d'un milieu ayant subi de fortes interactions entre sous-structures. On s'attendait alors à ce que ces discontinuités soient des fronts de chocs. Mais dans ce cas, la température après le choc (vers l'extérieur de l'amas) devrait être inférieure à la température avant choc. Les observations du satellite Chandra ont permis de montrer que c'est l'inverse qui se produit (la région la plus dense est aussi la plus froide) et que la pression du gaz est continue de chaque côté du front. Ces structures froides ont alors pris le nom de fronts froids (cold fronts). Elles sont probablement dues à la présence d'un coeur froid, résidu d'une fusion passée. Ces nuages froids dans la bande  $X$  (quelques keV) n'ont pas été détruits par le choc entre les sous-structures et subsistent en équilibre de pression au sein du milieu intra-amas plus chaud. Ces régions plus froides peuvent osciller dans le potentiel de l'amas comme le montrent de récentes simulations numériques (Burns et al., 2003). Le reste du gaz, à une pression plus basse, a dû être arraché sous la forme d'une queue à l'arrière du coeur tombant au centre de l'amas. Le processus d'accrétion de sous-structures est donc mis en évidence grâce à ces observations à haute résolution spatiale dans la bande  $X$ . L'étude détaillée des fronts froids est d'un très grand intérêt dans la mesure où elle permet aussi de contraindre les propriétés du gaz chaud dans lequel tombe le coeur froid. En particulier, Vikhlinin et al. (2001) invoquent la présence d'un champ magnétique assez important ( $1\text{-}16\mu\text{G}$ ) pour expliquer l'aspect très étroit des fronts froids observés dans Abell 3667.

### 1.3.2 Le domaine optique et UV

Il existe de nombreux indices dans le domaine visible pouvant s'interpréter dans un scénario de courant de refroidissement.



**FIG. 1.13:** Image en B,R et Halpha du coeur ( $6.8' \times 6.8'$ ) de l'amas de Persée (Conselice et al., 2001).

### Emission nébulaire dans la raie $H_\alpha$

Très tôt dans l'étude des courants de refroidissement, la recherche du gaz à une température intermédiaire a soulevé de grandes interrogations sur la nature des émissions optiques (dans la raie  $H_\alpha$ ) nébulaires et filamentaires observées au centre des amas abritant un courant de refroidissement. Ces structures très lumineuses émettent jusqu'à  $10^{43}$  erg/s et peuvent être étendues sur des distances de plusieurs dizaines de kpc. Le spectre optique d'émission des raies correspond à celui d'un plasma de faible ionisation, avec de fortes raies interdites. La présence de raies d'émission optique nébulaire semble indiquer la présence d'un courant de refroidissement. En effet, les émissions filamentaires en  $H_\alpha$  ne sont détectées qu'autour des galaxies centrales d'amas avec courant de refroidissement. Néanmoins, il est difficile de comprendre le lien entre ces émissions optiques et les courants de refroidissement. Certains amas supposés abriter un fort courant de refroidissement ne présentent pas ce type d'émission. Moins de la moitié des amas identifiés comme possédant un courant de refroidissement en leur centre sont également détectés dans la raie  $H_\alpha$  (Edge et al., 1992). Les taux de déposition de masse semblent cependant corrélés avec les luminosités  $L_{H_\alpha}$ . Cela supporte l'existence d'un lien direct ou indirect entre les deux phénomènes. La masse de gaz ionisé est assez petite et très concentrée autour de la galaxie centrale, (Heckman et al., 1989).

Si le gaz continue à se refroidir en dehors de la bande X jusqu'à des températures très basses, on s'attend à trouver un résidu de ce gaz sous la forme d'un immense réservoir de

gaz froid ou bien sous la forme d'étoiles formées à partir de ce gaz. Une partie de l'émission des raies  $H_\alpha$  pourrait ainsi être la conséquence d'une activité stellaire importante, nourrie par le courant de refroidissement. Cependant les taux de formation stellaire déduits des indicateurs optiques restent trop faibles en comparaison de la quantité de masse déposée que prévoit l'analyse des données de la bande X.

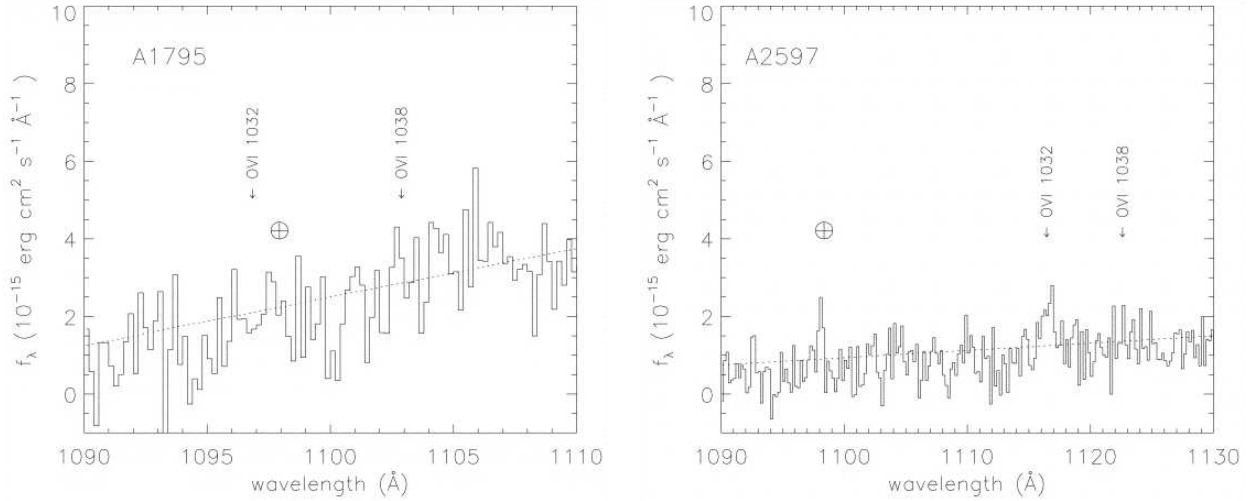
### La formation stellaire

Des observations d'Abell 1795 et Abell 2597 conduites par McNamara & O'Connell (1993); McNamara et al. (1996a) ont mis en évidence la présence d'un excès du continu bleu autour de la galaxie cD centrale. Cet excès caractéristique de la présence d'étoiles jeunes massives de durée de vie courte est particulièrement surprenant autour d'une galaxie de ce type. La région d'excès d'émission est coïncidente avec la position des lobes radio d'une source radio abritée dans ces galaxies. Cependant, la faible polarisation du continu bleu privilégie le fait que celui-ci ait pour origine la présence d'activité stellaire. Cette information sur la polarisation exclut, en effet, la possibilité d'une diffusion du rayonnement de l'AGN central par la poussière ou les électrons de l'ICM. L'existence d'étoiles jeunes a également été mise en évidence à travers la forte absorption des raies de Balmer, indicateur de la présence d'étoiles de type A ou B, dans NGC1275 par Rubin (1977), mais aussi plus récemment par Allen (1995) qui conclut à la présence de nombreuses étoiles de type O dans des amas de galaxies abritant de forts courants de refroidissement. Dans l'UV là où l'émission des étoiles jeunes est la plus forte, la présence d'une activité stellaire importante est mise en évidence une fois de plus, notamment par Smith et al. (1997) dans Abell 1795.

### Des indices de milieu multiphasé

Lorsque le gaz se refroidit jusqu'à des températures de  $10^5 K$ , il doit émettre des raies de résonance OVI et CIII. La détection très récente de ces raies UV par Oegerle et al. (2001a) dans Abell 2597 supporte le scénario de courant de refroidissement, en mettant en évidence, directement et pour la première fois, une phase du gaz intra-amas à une température intermédiaire.

Le domaine du visible ainsi que celui de l'ultra-violet apportent donc de nombreux indices en faveur des courants de refroidissement en tant que traceurs du gaz à des températures intermédiaires, mais aussi en révélant la présence d'une activité stellaire plus importante que ce qui était attendu pour des galaxies elliptiques standard. Cependant, ils mettent aussi en relief l'écart important qui existe entre les taux de formation stellaire et les taux de déposition de masse prédits par les données de la bande X. Les observations dans le visible du centre des amas de galaxies abritant un courant de refroidissement posent donc la question de la nature du gaz refroidi et de sa quantité. Fabian (1994) propose une fonction de masse initiale IMF (Initial Mass Function) différente dans les amas de galaxies, qui favoriserait la formation d'étoiles de petites masses ce qui permettrait de réconcilier les indicateurs de formation stellaire et les taux de déposition de masse. La majeure partie du gaz pourrait se trouver sous forme de nuages de gaz moléculaire froid, ou bien sous la forme d'objets de faible masse.



**FIG. 1.14:** Détection de l'émission des raies OVI et CIII par Oegerle et al. (2001a) avec le satellite FUSE

### 1.3.3 L'infrarouge

L'observation du centre des amas de galaxies dans le domaine infra-rouge lointain pourrait être un bon traceur de la présence de gaz froid (rapport gaz/poussière) ou d'une activité stellaire enfouie dans la poussière. Un tel traceur permettrait donc d'explorer les scénarios du destin du gaz refroidi. Cependant les résultats des observations dans ces longueurs d'ondes ne sont pas suffisamment convaincants. La présence de poussière est très difficile à mettre en évidence dans un environnement tel que le gaz X intra-amas. En effet, les temps de destruction de la poussière sont très courts dans un tel milieu et l'on s'attend à trouver un gaz très pauvre en poussière. Edge et al. (1999), grâce à des données SCUBA à 850  $\mu\text{m}$ , ont pu détecter l'émission de poussière dans deux amas de galaxies : Abell 2390 et Abell 1835. La densité spectrale d'énergie construite en combinant ces données avec des observations IRAS a permis de montrer la présence d'une forte activité stellaire.

### 1.3.4 Le champ magnétique

Le champ magnétique dans les amas de galaxies est estimé à partir de mesures de rotation Faraday. C'est la mesure de la rotation du plan de polarisation de l'émission radio de sources d'arrière plan. Après la traversée d'un milieu ionisé, la mesure de la rotation du plan de polarisation permet de contraindre la valeur du champ magnétique sur une échelle donnée. Les valeurs déduites du champ  $B$ , sont de l'ordre de quelques  $\mu\text{G}$  sur une échelle de 10 kpc. Ge & Owen (1993) ont montré que le champ magnétique et la pression augmentent vers le centre de l'amas.

La présence d'un champ magnétique est souvent invoquée pour expliquer l'absence de conduction thermique dans le gaz intra-amas. Il faut en effet que cette conduction soit réduite pour qu'un courant de refroidissement puisse effectivement avoir lieu au centre de

*l'amas.*



# Chapitre 2

## Recherche du gaz moléculaire dans les galaxies centrales d'amas.

### Contents

---

<b>2.1</b>	<b>La physique du gaz froid dans le milieu intra-amas . . . . .</b>	<b>40</b>
2.1.1	Des nuages froids issus du courant de refroidissement . . . . .	40
2.1.2	Conditions physiques des nuages froids dans le milieu intra-amas	42
<b>2.2</b>	<b>De nombreuses tentatives de détection d'une composante froide du gaz . . . . .</b>	<b>43</b>
2.2.1	Absorption de l'émission X des amas de galaxies . . . . .	44
2.2.2	L'hydrogène atomique : une solution exclue . . . . .	46
2.2.3	Le gaz moléculaire froid . . . . .	46
<b>2.3</b>	<b>Observations millimétriques au télescope de 30m de l'IRAM</b>	<b>48</b>
2.3.1	Description de l'instrument . . . . .	48
2.3.2	Les résultats récents . . . . .	51
<b>2.4</b>	<b>Résultats et discussion . . . . .</b>	<b>55</b>
2.4.1	ARTICLE - Cold molecular gas in cooling flow clusters of ga- laxies - . . . . .	55
<b>2.5</b>	<b>Les galaxies elliptiques . . . . .</b>	<b>68</b>
2.5.1	Des courants de refroidissement autour des elliptiques . . . . .	68
2.5.2	Etude pour 6 galaxies elliptiques . . . . .	69
2.5.3	Un phénomène de faible amplitude . . . . .	69
<b>2.6</b>	<b>Conclusions . . . . .</b>	<b>70</b>

---



---

*Au centre des amas de galaxies dans lesquels un courant de refroidissement s'est établi, on s'attend à détecter une signature de la présence de gaz refroidi jusqu'à des températures très basses. Cependant les nombreuses investigations engagées au cours des vingt dernières années ont, au contraire, révélé l'absence de ce résidu froid. Ce n'est que très récemment que la présence de gaz moléculaire a été révélée, à travers l'émission des transitions de rotation du monoxyde de carbone. L'existence de gaz moléculaire froid dans de nombreux amas de galaxies abritant des courants de refroidissement est maintenant établie, soulevant la question de l'origine du gaz détecté. Si celle-ci reste encore incertaine il existe de nombreux indices en faveur des courants de refroidissement. Ce chapitre décrit de façon plus précise la problématique de la recherche du gaz froid dans les amas de galaxies en présentant des approches théoriques et observationnelles conduites ces dernières années. Suit la description des observations de 32 amas de galaxies que nous avons effectuées, avec télescope de 30m de l'IRAM, au cours de l'été 2001. Les detections de gaz moléculaire froid sont présentées et l'origine du gaz est discutée.*

---

## 2.1 La physique du gaz froid dans le milieu intra-amas

### 2.1.1 Des nuages froids issus du courant de refroidissement

*Comme nous l'avons vu dans le chapitre précédent, les modèles théoriques de courants de refroidissement (Fabian & Nulsen, 1977; Nulsen, 1986; Fabian et al., 1986) prévoient que des condensations de gaz refroidi se déposent tout au long du flot de refroidissement, depuis le rayon de refroidissement, jusqu'au centre de l'amas. Ces modèles de 'cooling flow' inhomogènes suggèrent que les surdensités dans le gaz intra-amas se refroidissent plus rapidement par instabilité thermique, déposant de grandes quantités de gaz très froid et très dense à tous les rayons.*

*Le problème des instabilités thermiques est étudié en détail par Field (1965) et Balbus (1995). Supposons une région à une certaine densité  $n$ , avec une température  $T_e$  et une abondance  $Z$  se trouvant dans un milieu avec une température légèrement supérieure. Le milieu sera thermiquement instable si la différence de température entre ces deux régions augmente avec le temps. Ceci est possible si le temps de refroidissement de la région froide est plus court que le temps de refroidissement de la région plus chaude. Le temps de refroidissement est défini par :*

$$\tau_{refr} = \frac{\dot{Q}}{Q} \quad (2.1)$$

*avec pour le refroidissement :  $\dot{Q} = n_e n_i \Lambda(T_e, Z)$ ,  $n_e$  la densité volumique d'électrons,  $n_i$  la densité volumique d'atomes et d'ions du plasma et  $\Lambda$  la fonction de refroidissement du plasma (en  $\text{erg.cm}^{-3}\text{s}^{-1}$ ). Celle-ci est en général approximée par une simple loi de*

puissance  $\Lambda(T_e) = \Lambda_0 T_e^\alpha$ , décrivant un ajustement à la fonction de refroidissement dans le domaine de température considéré. Le chauffage, exprimé en énergie par unité de volume, est donné par  $Q = 3/2(n_e + n_i)kT_e$  pour un plasma monoatomique. Ainsi on retrouve l'expression définie au Chapitre 1 du temps de refroidissement  $\propto n^{-1} T^{1/2}$  lorsque  $\alpha = 1/2$ , dans le cas où le refroidissement par rayonnement de freinage est dominant. Discernons deux cas dans lesquels peuvent se développer une instabilité thermique. L'existence de petits nuages froids au sein d'un milieu plus chaud, peut avoir lieu si ces derniers sont en équilibre de pression ou de densité avec le milieu environnant. Supposons que les régions de plus basses températures soient de petites tailles de telle façon que le temps pour qu'une onde sonore traverse le nuage soit plus petite que le temps de refroidissement, alors celui-ci sera isobare. Dans le cas inverse, le refroidissement sera à densité constante. Les critères de stabilité thermique sont définis par :

$$\left( \frac{\partial \dot{Q}}{\partial T_e} \right)_\rho > 0 \quad (2.2)$$

(Parker, 1953) dans le cas isochore et

$$\left( \frac{\partial \dot{Q}}{\partial T_e} \right)_P > 0 \quad (2.3)$$

(Field, 1965) dans le cas isobare. Cette condition n'est pas remplie dans le cas du plasma intra-amas dans lequel une instabilité thermique peut se développer. Par ailleurs, le temps de refroidissement, ainsi que la vitesse du son décroissent avec la température. Par conséquent, plus la température baisse, plus la taille des nuages subissant l'instabilité thermique décroît. On s'attend donc, dans ce scénario, à ce que le milieu refroidi se fragmente en nuages de plus en plus petits et de plus en plus froids.

Considérons le cas où une telle instabilité se développe, conduisant à un courant de refroidissement inhomogène tel que le prévoient les modèles théoriques. Les masses de gaz alors déposées, durant un temps donné, seront plus concentrées que le gaz  $X$ . En effet (Daines et al., 1994), les modèles de courant de refroidissement inhomogène prévoient que  $M_{\text{dep}} \propto Rt$ , alors que la masse de gaz chaud varie comme  $M_h(< R) \propto R^2$ . Par conséquent, d'un point de vue observationnel, le gaz déposé, et susceptible d'absorber le rayonnement  $X$ , aura une plus grande colonne densité au centre de l'amas. Et c'est en effet là que sont mis en évidence des phénomènes d'absorption du gaz intra-amas, comme nous le verrons plus loin.

Les conditions physiques du gaz intra-amas sont très différentes de celles que l'on connaît dans le milieu interstellaire de la Galaxie. La formation et la survie de nuages froids, immergés dans le plasma chaud des amas de galaxies, ont été étudiées récemment (Ferland et al., 1994, 2002; Puy et al., 1999), montrant la possibilité de l'existence de nuages très denses et très froids. Nous ne rentrerons pas ici dans les détails de la formation des molécules dans l'ICM (pour plus de précisions, Ferland et al. (1994) décrit en appendice les processus de formation et de dissociation des principales molécules de l'ICM). Notons

toutefois que le gaz refroidi est très certainement déficient en poussière. En effet, dans un environnement très chaud ( $10^7 K$ ) les grains de poussière ont un temps de vie très court (Goudfrooij & Trinchieri, 1998a), car ils sont détruits par des collisions fréquentes de particules très énergétiques tels que les protons ou les particules  $\alpha$  (sputtering). Le temps de survie d'un grain de poussière de rayon 'a' est donné par (Draine & Salpeter, 1979a; Tielens et al., 1994) :

$$\tau_d = 2.10^5 \left( \frac{n_H}{cm^{-3}} \right)^{-1} \left( \frac{a}{0.1\mu m} \right) ans \quad (2.4)$$

ce qui est de l'ordre de  $10^7$  ans pour des grains de poussière de rayons  $\sim 0.1$  micron dans les quelques kpc centraux des amas de galaxies. Les mécanismes de formation de  $H_2$  ont lieu de préférence par détachement associé de  $H^-$



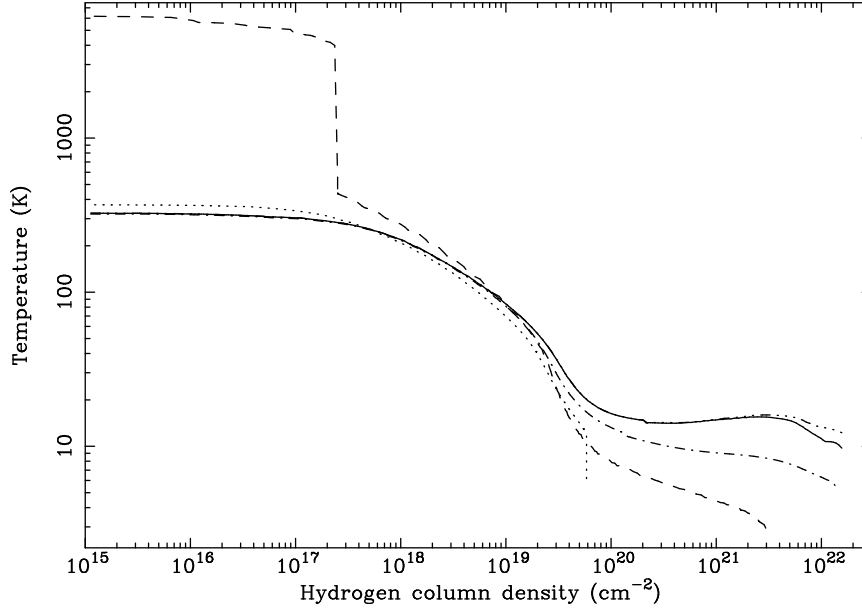
plutôt que par catalyse sur les grains de poussière. Il est possible cependant que des quantités non négligeables de poussière aient pu être formées par l'activité d'une première génération d'étoiles issues de l'effondrement du gaz déposé par le courant de refroidissement.

### 2.1.2 Conditions physiques des nuages froids dans le milieu intra-amas

L'étude des propriétés des régions froides et déficientes en poussières, exposées au rayonnement X (Bremstrahlung) par Ferland et al. (1994, 2002), grâce au code d'équilibre thermique CLOUDY (Ferland et al., 1992), a permis de définir certaines caractéristiques importantes des nuages déposés par le courant de refroidissement. Selon les auteurs, ces nuages sont composés à l'extérieur d'une fine couche de gaz partiellement ionisé alors qu'à l'intérieur, la température pourrait descendre jusqu'à la température du fond cosmique à  $2.73K$ . Dans ces modèles, l'hydrogène moléculaire est présent partout dans le coeur du nuage alors que le monoxyde de carbone et les autres espèces moléculaires sont confinés dans les régions les plus profondes. Les masses de Jeans estimées des coeurs de tels nuages sont bien inférieures à une masse solaire. La formation d'objet de masse sous stellaire après effondrement gravitationnel est donc possible. Le coeur des amas de galaxies avec un courant de refroidissement pourrait donc être décrit par une fonction de masse initiale biaisée vers les étoiles de petites masses (Cowie et al., 1988; Fabian & Kembhavi, 1982; Sarazin & Oconnell, 1983).

La fonction de refroidissement dans le gaz intra-amas est différente de celle des nuages moléculaires standards. Ferland et al. (2002) supposent que le carbone est principalement atomique, la contribution du CI au refroidissement pouvant alors être intense. Cette hypothèse réduite pourrait impliquer une sous-estimation de la quantité totale de gaz moléculaire lorsqu'elle est estimée à partir de la quantité de CO. La figure 2.1 montre les profils de température à l'intérieur de nuages chauffés par le rayonnement X obtenus avec le code de transfert radiatif de Ferland et al. (1994). Les modèles présentés supposent que les nuages sont à pression constante, en équilibre de pression avec le gaz chaud intra-amas.

*Les résultats de cette étude montrent que des nuages très froids en équilibre thermique avec le gaz X et confinés par la pression du gaz chaud peuvent exister dans les courants de refroidissement. Le cas de nuages de gaz de densité constante en équilibre au sein du gaz chaud intra-amas a également été étudié (Ferland et al., 2002) et les résultats obtenus sont similaires au cas isobare.*

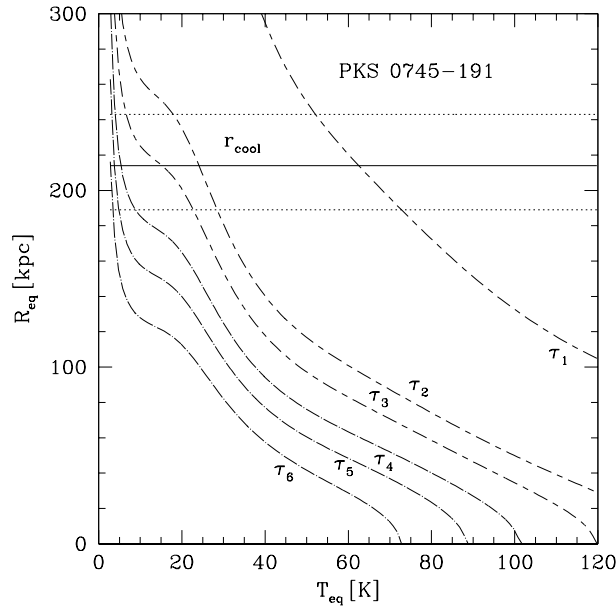


**FIG. 2.1:** Profils de température à l'intérieur des nuages chauffés par le rayonnement X du gaz intra-amas. En trait plein : pas de microturbulence, pas de poussière. En tirets : idem avec une version antérieure du code (ancienne bibliothèque atomique et moléculaire 1992 au lieu de 1998). Points-tirets : avec microturbulence 1km/s, pas de poussière. Pointillés : Pas de turbulence, mais rapport gaz/poussière Galactique. Triple point - tirets : nuages irradiés sur les deux faces (Ferland et al., 2002).

*Puy et al. (1999) montrent également, analytiquement, que dans l'hypothèse de nuages composés uniquement de  $H_2$ , HD et CO, l'équilibre entre les mécanismes de chauffage et de refroidissement conduit à des températures de nuages moléculaires très basses dans les amas de galaxies abritant un cooling flow. La figure 2.2 illustre ces calculs pour l'amas PKS0745-191.*

## 2.2 De nombreuses tentatives de détection d'une composante froide du gaz

*Nous l'avons vu au cours du Chapitre 1, les profils radiaux de température et de densité du gaz intra-amas, obtenus à partir de l'imagerie et de la spectroscopie dans la bande X du gaz chaud, montrent irrévocablement que du gaz plus froid et plus dense ( $10^6$ - $7$  K) existe au centre de certains amas de galaxies. Cependant, la non détection directe de l'émission dans d'autres régimes de longueurs d'onde soulève de nombreuses questions quant aux scénarios de courant de refroidissement.*



**FIG. 2.2:** Distance au centre de l'amas  $R_{eq}$  du nuage moléculaire en équilibre, en fonction de sa température, pour l'amas de galaxies PKS 0745+191, (Puy et al., 1999). Les paramètres sont la densité d'un nuage :  $n_{H_2} = 1 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ , sa colonne densité :  $N_{H_2} = 2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ , les rapports d'abondances  $H_2$ , CO et HD, et un facteur d'atténuation  $\tau$  liée à la colonne densité dans un nuage, voir O'Dea et al. (1994).

### 2.2.1 Absorption de l'émission X des amas de galaxies

L'analyse des données dans la bande X obtenues avec le satellite Einstein (White et al., 1991) a mis en évidence la nécessité d'invoquer la présence d'une large quantité de gaz absorbant le long de la ligne de visée pour rendre compte des observations dans les 100 kpc centraux d'un échantillon d'amas de galaxies. L'analyse spectrale des données X montre que pour 12 amas sur 21, il y a un meilleur ajustement lorsque les modèles d'émission incluent un excès d'absorption photoélectrique en plus de l'absorption galactique. L'absorption dans la bande X donne une information sur la quantité totale de matière interposée devant la source de rayonnement. Le spectre observé est défini par :

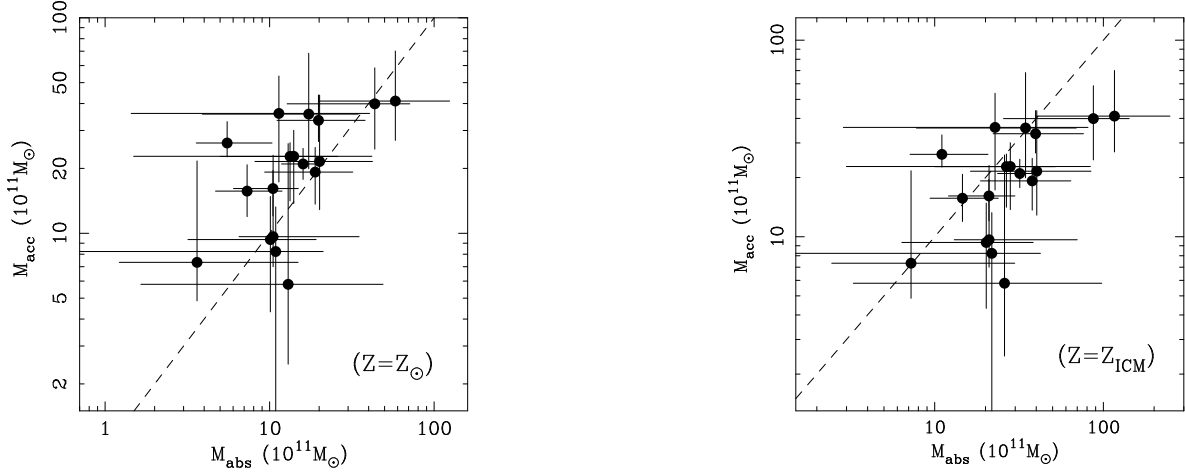
$$I_{obs}(E) = e^{-\sigma_{tot}N(N)} I_{source}(E) \quad (2.6)$$

avec  $\sigma_{tot}$  la section efficace de photoionisation totale qui tient compte des différents composants absorbants du milieu considéré.  $\sigma_{tot} = \sigma_{gaz} + \sigma_{molécules} + \sigma_{grains}$ , comme l'ont modélisé Wilms et al. (2000). La section efficace est normalisée par la colonne densité totale qui est alors le paramètre utilisé pour décrire l'absorption de l'émission X. L'excès d'absorption mis en évidence dans de nombreux amas correspond à une colonne densité moyenne d'hydrogène de  $N_H = 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ . Si le gaz froid sous forme moléculaire, déposé par le courant de refroidissement, représente le facteur absorbant principal, alors on s'attend à trouver des masses de gaz froid de l'ordre de  $10^{12} M_\odot$  à l'intérieur du rayon de refroidissement ( $r_{cool} \sim 200 \text{ kpc}$ ) si le gaz déposé était réparti uniformément.

L'excès d'absorption est limité à la région à l'intérieur de  $r_{cool}$ , et de nouveaux indices, plus récents, de la présence d'un absorbant de l'émission X (Allen et al., 1993; Allen, 2000)

## 2.2 De nombreuses tentatives de détection d'une composante froide du gaz45

*semblent confirmer la possibilité de l'existence de gaz froid non encore détecté directement en émission.*



**FIG. 2.3:** Comparaison entre la masse de gaz froid qui serait accumulée pendant 5 Gyr par un courant de refroidissement et la masse de gaz nécessaire pour expliquer l'absorption dans la bande X dans le même rayon (i.e.  $\sim 200$  kpc). Les taux de dépôt de masses et les colonnes densité utilisés sont issus des modèles d'analyse spectrale des observations dans la bande X, (Allen, 2000) appliqués à 18 amas observés avec ASCA. La ligne en pointillés correspond à l'égalité des valeurs. La figure de gauche montre les résultats pour un modèle supposant une métallicité solaire, celle de droite est établie pour une métallicité de  $0.4Z_{\odot}$ , la métallicité du gaz intra-amas.

*Ces larges masses de gaz pourraient être un résidu de gaz froid déposé par le courant de refroidissement. Cependant, rien n'exclut que les nuages de gaz froid absorbant soient plutôt un résidu fossile des phases antérieures de formation de l'amas. Ainsi, ce gaz pourrait être du gaz arraché ou éjecté des galaxies de l'amas et persistant sous une forme froide au coeur de l'amas. Il est utile de faire remarquer que ces mesures d'absorption peuvent être erronées. En effet, dans le but de confirmer les colonnes densité estimées au centre des amas, d'autres observations complémentaires ont été menées. Il s'agissait de mesurer la quantité de gaz absorbant devant une source indépendante. Puisqu'un grand nombre d'amas de galaxies possèdent une source radio centrale (Burns, 1990), il a été possible de mesurer avec XMM-Newton l'écart à un ajustement par une loi de puissance pour M87 (Böhringer et al., 2002b). Le modèle alors utilisé ne nécessitait pas d'absorption supplémentaire à l'absorption galactique. Cet exemple soulève la question de la réelle nécessité d'une composante absorbante supplémentaire. Il est possible cependant que le gaz absorbant ne soit pas interposé entre la source radio et l'observateur. C'est par exemple le cas si le gaz qui se refroidit est chassé de la région centrale, sous l'action de la source radio centrale (par l'expansion des jets radio dans le milieu inter-galactique).*

### 2.2.2 L'hydrogène atomique : une solution exclue

*Les grandes valeurs des colonnes densité que trouvent les modèles d'analyse spectrale des données dans la bande X impliquent que le gaz absorbant devrait pouvoir être détecté à travers d'autres longueurs d'ondes. Rappelons que les régions centrales (20 kpc) des amas de galaxies avec courant de refroidissement sont des sites de formation stellaire associés à l'émission de raies optiques (Allen, 1995; McNamara et al., 1996b; Voit & Donahue, 1997; Crawford et al., 1999) alors que les amas sans courant de refroidissement ne le sont pas. Ce phénomène suggère la présence nécessaire d'un réservoir de matière, disponible pour initier la formation d'étoiles qui pourrait jouer le rôle d'absorbant de l'émission X. De nombreuses recherches ont été menées pour mettre en évidence ce gaz absorbant, notamment dans la raie à 21cm de l'hydrogène. La recherche de la raie à 21cm en émission associée au gaz atomique chaud (Valentijn & Giovanelli, 1982; Jaffe et al., 1992; O'Dea et al., 1996) a conduit à des non détections (sauf pour M87) et à des limites supérieures de colonnes densité de l'ordre de  $10^{19} \text{ cm}^{-2}$ , excluant la possibilité d'un gaz optiquement fin. Si le gaz absorbant est sous la forme d'hydrogène atomique, alors il doit être optiquement épais, de telle manière que le signal en émission soit grandement réduit. Ceci implique que les nuages d'hydrogène atomique soient très froids ( $\sim 10\text{K}$ ) pour atteindre de hautes colonnes densité ( $\sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ).*

*Les tentatives de détection d'hydrogène atomique froid en absorption devant des sources radio étendues (McNamara et al., 1990; O'Dea et al., 1995, e.g.) ont conduit à des détections pour quelques amas de galaxies : Abell 426 (Crane et al., 1982), 2A 0335+096, MKW3s (McNamara et al., 1990), Hydra A (Dwarakanath et al., 1995), Abell 2597 (O'Dea et al., 1994), avec des densités de colonne de l'ordre de quelques  $10^{20} (T_s/100\text{K}) \text{ cm}^{-2}$ , où  $T_s$  est la température d'excitation, appelée température de spin. Celle-ci est égale à la température cinétique du gaz dans les conditions d'équilibre thermodynamique local. La plupart des amas observés ne présentent pas de raies de HI en absorption et les limites supérieures sont de l'ordre de  $10^{18-19} \text{ cm}^{-2}$  pour un gaz d'une température de 10K, un facteur de couverture de l'ordre de l'unité et une largeur de raie de  $\sim 1.5 \text{ km/s}$ . Si le facteur de couverture spatiale est très petit, il se peut que les nuages aient été manqués sur les lignes de visée observées.*

*En conclusion, il y a peu de chance que le composant dominant l'absorption de l'émission X soit sous forme d'hydrogène atomique. Une solution évoquée alors est celle de la présence de nuages sous forme d'hydrogène moléculaire dans le milieu intra-amas.*

### 2.2.3 Le gaz moléculaire froid

#### Une seule détection : NGC 1275

*De nombreuses observations pour tenter de détecter du gaz moléculaire au centre des amas de galaxies ont été conduites. C'est en 1989 que pour la première fois Lazareff et al. (1989) rapportent la découverte de ces raies d'émission du monoxyde de carbone CO(1-0) et CO(2-1) au centre de l'amas de Persée, dans la galaxie elliptique NGC 1275. Les auteurs déduisent alors une masse de matière à l'état de gaz moléculaire froid de*

$\sim 10^9 M_\odot$ . Le gaz froid de cet amas de galaxie, ré-observé plus récemment en CO (Lester et al., 1995; Irwin & Bridges, 1996; Inoue et al., 1996a), ne semble pourtant pas lié au courant de refroidissement, mais plutôt à une activité de cannibalisme galactique en cours actuellement. L'origine du gaz moléculaire reste donc très controversée, (Vandenberg & Faulkner, 1977; Hu et al., 1983; Pedlar et al., 1990; Holtzman et al., 1992; Norgaard-Nielsen et al., 1993).

### Les tentatives de détection

C'est dans ce contexte qu'ont alors été entreprises de nombreuses observations de galaxies centrales d'amas, dans le but de révéler la présence de gaz froid au sein des courants de refroidissement. Ces recherches très actives entre 1990 et 1994 ont conclu au contraire à l'absence de détection du gaz dense et froid attendu.

- Grabelsky & Ulmer (1990) ont observé 11 galaxies avec le NRAO télescope de 12m à Kitt Peak, Arizona, à la fréquence d'émission de la transition rotationnelle  $J=1 \rightarrow 0$  du CO. Toutes les galaxies observées sauf une sont connues comme étant au centre d'amas abritant un courant de refroidissement. L'émission du CO n'est alors détectée pour aucune des galaxies de l'échantillon et les limites supérieures des masses de gaz estimées sont relativement grandes : de l'ordre de  $10^9-10^{10} M_\odot$ . Celles-ci restent cependant très inférieures aux prédictions issues des taux de déposition de masse de l'époque.
- McNamara & Jaffe (1994) observent alors quatre années plus tard dans la raie du CO(2-1) 6 amas de galaxies avec le JCMT (James Clerk Maxwell Telescope) de 15m à Mauna Kea, Hawaï : Hydra A, A1060, MKW3s, A2151, A2256, Cyg A. Malgré de bonnes conditions atmosphériques et des températures système relativement correctes ( $T_{\text{sys}} \sim 400-500\text{K}$ ), aucune émission n'est détectée. Les masses limites de gaz froid dans les 25 kpc centraux observés sont alors de l'ordre de  $8.4 \cdot 10^9 M_\odot$ .
- O'Dea et al. (1994) arrivent à la même conclusion au sujet d'observations conduites avec le SEST (Swedish-ESO Submillimeter Telescope), une antenne de 15m à La Silla, Chili. Cinq radio galaxies PKS0745-191, Hydra A, NGC 4696, PKS0634-206 et PKS1934-636 sont observées dans les raies CO(1-0) et CO(2-1). Les masses limites obtenues sont également de l'ordre de  $10^9 M_\odot$  dans la région observée.
- La même année, Braine & Dupraz (1994) observent 8 galaxies centrales d'amas : A262, A478, A780, A1795, A2029, A2052, A2199, 2A 0335+096 avec le télescope de 30m de l'IRAM, Grenade, Espagne, à travers les raies d'émission CO(1-0) et CO(2-1) qui ne sont pas détectées non plus.

Les limites supérieures de gaz moléculaire froid déduites de ces observations soulèvent des questionnements. En effet, elles sont en contradiction avec les grandes colonnes densité de gaz absorbant déduites des observations X. De même, les taux de déposition de masse du gaz chaud prévoient des quantités de gaz déposées durant l'âge du courant de



refroidissement ( $\sim$ qques Gyr) environ deux ordres de grandeur au-dessus des masses supérieures estimées de gaz froid. Plusieurs solutions sont possibles pour réconcilier l'absence de détection de gaz moléculaire froid et les observations dans la bande X. Supposons que le gaz moléculaire atteigne des températures très basses, (de l'ordre de 2.73K) d'énormes quantités de gaz non détectables pourraient alors se trouver au centre des amas. Il est également possible que la population de nuages de petites tailles, non résolus spatialement, possède une grande dispersion de vitesses. L'ensemble des nuages observés pourrait alors être étendu sur une très large bande spectrale, supérieure à la largeur de bande du détecteur, rendant difficile leur détection.

Nous avons proposé de ré-observer le centre des amas de galaxies abritant un courant de refroidissement dans le domaine millimétrique. Le but était d'essayer de détecter l'émission du gaz moléculaire froid grâce à la sensibilité améliorée du télescope de 30m de l'IRAM.

## 2.3 Observations millimétriques au télescope de 30m de l'IRAM

### 2.3.1 Description de l'instrument

Nous avons entrepris la recherche de gaz moléculaire à travers l'observation des raies d'émission CO(1-0) et CO(2-1) à 2.6mm (115 GHz) et 1.3mm (230 GHz) du monoxyde de carbone.

Decrivons brièvement le principe d'observation avec l'antenne de 30m de l'IRAM. L'émission du signal dans le domaine radio-millimétrique se mesure habituellement en terme de température d'antenne et non de flux comme dans le domaine optique. Supposons une source dont la distribution spectrale de rayonnement à l'équilibre thermodynamique est définie par celle d'un corps noir à la température  $T$  (fonction de Planck). Dans le domaine radio-millimétrique ( $h\nu \ll kT$ ) nous nous trouvons dans le domaine de Rayleigh-Jeans pour lequel la brillance de la source est simplement proportionnelle à sa température de brillance  $T_b$  :

$$B_\nu = \frac{2kT_b}{\lambda^2} \quad (\text{W.m}^{-2}.\text{sr}^{-1}.\text{Hz}^{-1}) \quad (2.7)$$

Le flux reçu par un observateur est alors donné par :

$$S_\nu = B_\nu \Delta\Omega = \frac{2kT_b}{\lambda^2} \Delta\Omega \quad (\text{W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}) \quad (2.8)$$

où  $\Delta\Omega$  est l'aire sous-tendue par la source en stéradians. Or, il n'est pas possible de connaître l'extension des sources avec une antenne radio. Celle-ci détecte le signal réparti sur l'ensemble du lobe. Tout se passe comme si la source émettrice avait une surface correspondante au lobe de l'antenne. L'antenne collecte une puissance totale donnée par :

$$W = A_e \frac{kT}{\lambda^2} \Delta\nu \Omega_A \quad (\text{W}) \quad (2.9)$$

avec  $\Omega_A$  le lobe de l'antenne et  $A_e$  la surface effective de l'antenne, qui correspond à sa surface géométrique à un facteur d'efficacité près et  $\Delta\nu$  la largeur de bande spectrale d'observation. Si le système global Antenne - Source émettrice est à l'équilibre thermodynamique, alors l'antenne doit ré-émettre la même puissance que celle qu'elle reçoit.

Lorsque l'antenne est reliée à une résistance, alors la puissance transmise est égale à :

$$W = kT_A \quad (2.10)$$

où  $T_A$  est la température d'antenne. La température d'antenne est donc la température d'une source de la taille du lobe de l'antenne dont l'émission de corps noir est équivalent à l'émission de la source réelle. On définit également la température de lobe primaire (main beam temperature) :

$$T_{mb} = T_A \frac{F_{eff}}{B_{eff}} \quad (W) \quad (2.11)$$

qui est la température qu'aurait une source qui remplirait le lobe primaire de l'antenne et non pas les  $2\pi$  stéradians du lobe de l'antenne, excluant donc les lobes secondaires. Pour avoir une antenne directive, l'essentiel de la puissance reçue se trouve dans le lobe primaire, et on définit l'efficacité  $\eta_{mb}$  du lobe primaire par :

$$\eta_{mb} = \frac{\Omega_{mb}}{\Omega_A} = \frac{F_{eff}}{B_{eff}} \quad (2.12)$$

avec  $F_{eff}$  et  $B_{eff}$  des facteurs d'efficacité, dépendants des propriétés de l'antenne et de la longueur d'onde. A titre illustratif, pour une source compacte (ponctuelle), on s'attend donc à mesurer une température 4 fois plus grande en CO(2-1) qu'en CO(1-0) car pour une même température de brillance, la puissance reçue sera moins diluée dans le lobe 4 fois plus petit à 1.3mm qu'à 3mm.

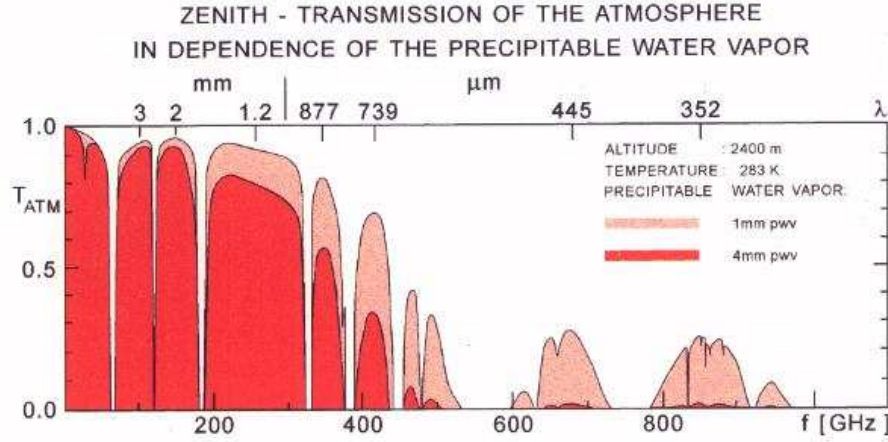
La température système  $T_{sys}$  permet d'évaluer la performance du récepteur et tient compte aussi des effets de l'atmosphère. C'est une mesure de la qualité du récepteur. Elle permet de définir la température limite d'observation de l'antenne. Ainsi la sensibilité (limitée par les fluctuations liées à l'instrument et à l'atmosphère) est définie à partir de la température système par :

$$\Delta T_s = \frac{2T_{sys}}{\eta_c \sqrt{\delta\nu \delta t_{int}}} \quad (2.13)$$

où  $\eta_c$  est l'efficacité du corrélateur,  $\delta\nu$  est la résolution spectrale,  $\delta t_{int}$  est le temps d'observation et le facteur 2 un facteur dépendant du mode d'observation (pour plus de détails, voir le manuel d'utilisation du télescope de 30m de l'IRAM <sup>1</sup>. Les figures 2.7 et 2.8 montrent le comportement de la température récepteur en fonction de la fréquence d'observation. La valeur de la température système dépend alors de l'élévation de la source (épaisseur d'atmosphère traversée) et du facteur d'humidité atmosphérique. On peut voir sur la Fig. 2.4 la transparence de l'atmosphère dans la bande radio, pour deux valeurs du

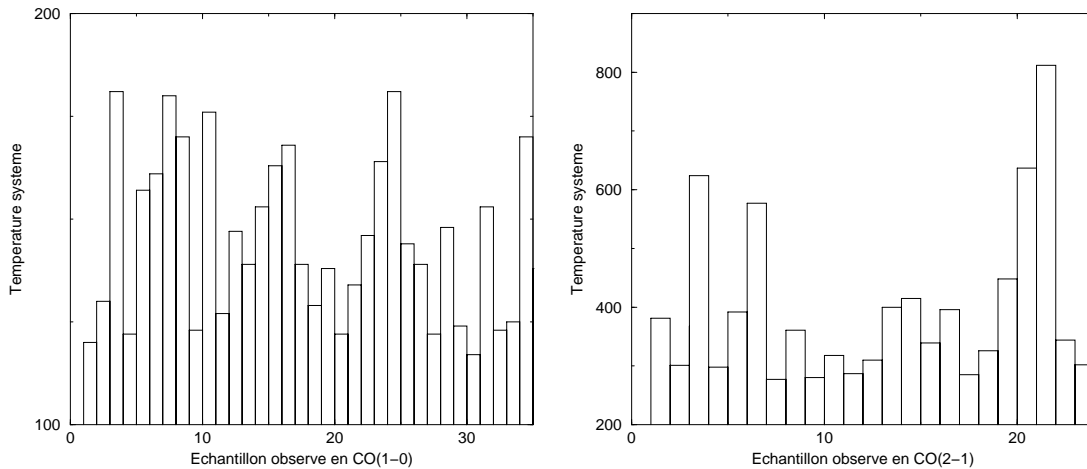
<sup>1</sup><http://www.iram.fr/IRAMES/observing/index.html>

facteur d'humidité, exprimé en mm pwv (millimètre per water vapor). Cela correspond à l'épaisseur d'eau traversée sur la ligne de visée du télescope si celle-ci était à l'état liquide. Typiquement les épaisseurs sont de l'ordre de 3mm en hiver et peuvent monter jusqu'à 6 à 8mm en été sur le site de Pico Veleta. On peut voir également sur cette figure les fréquences interdites, notamment la raie d'émission  $H_2O$  à 180 GHz. La qualité du signal dépend également du vent, qui est un facteur principal de la dégradation des données.



**FIG. 2.4:** Transparence de l'atmosphère dans le domaine radio. Influence du facteur d'humidité

Durant les 2 campagnes d'observations conduites au 30m, aux mois de Juillet et Août 2001, les températures système obtenues étaient de l'ordre de  $T_{sys} \sim 150$  K en moyenne en  $CO(1-0)$  et  $T_{sys} \sim 300$  K en  $CO(2-1)$  comme le montre la figure 2.5. Les fluctuations



**FIG. 2.5:** Température système à 2.6mm (à gauche) et à 1.3mm (à droite) pour l'ensemble des sources observées avec le télescope de 30m de l'IRAM.

standard atteintes lors des deux campagnes d'observations sont assez basses. Les niveaux de bruit atteints sont bien en-dessous de ce que permettait le télescope de 30m il y a

Receiver	Couverture (GHz)	$T_{rec}$
A100	80-115.5	50-60 K
B100	80-115.5	60-80 K
A230	200-255	50-140 K
B230	200-255	70-160 K

**TAB. 2.1:** Propriétés des récepteurs utilisés pour l'observation des raies d'émission du monoxyde de carbone. La température de récepteur est une mesure du bruit instrumental (optique, récepteur...), mais ne tient pas compte de la contribution de l'atmosphère.

*environ dix ans (cf Section 1.2.3). Nous avons dégradé la résolution spectrale à 55 km/s (20 MHz), ce qui permet d'obtenir une limite pour le bruit de  $\Delta T_s = 1\text{mK}$  en moins de 2 heures par source.*

*Le schéma Fig. 2.6 donne une représentation du chemin suivi par le signal collecté par l'antenne, jusqu'aux détecteurs. Ces récepteurs utilisent le principe d'hétérodyne pour la détection du signal. Le signal astronomique de haute fréquence est déplacé à plus basse fréquence (IF : intermediate frequency) par mélange avec un oscillateur local. Deux récepteurs ont été utilisés simultanément dans chacune des longueurs d'ondes, voir Tab. 2.1. Le signal est ensuite analysé par des filtres. Nous avons choisi des filtres dont la résolution spectrale était de 1 MHz et 4 MHz, couvrant une largeur totale de 512 MHz et 1GHz à 3mm et 1.3mm respectivement. En terme de vitesse, cela correspond à une largeur de bande comprise entre -500 km/s à +500 km/s en CO(1-0) comme en CO(2-1). La dispersion de vitesses des nuages du gaz froid dans le milieu intra-amas n'étant pas connue, il était intéressant de couvrir le même intervalle de vitesses dans les deux longueurs d'onde pour pouvoir les comparer. Le signal attendu étant très faible (quelques mK) et la largeur des raies pouvant être grande (>500km/s), la détection dans les deux bandes simultanément devient, on le comprend une condition importante pour assurer une détection.*

*Les largeurs à mi-hauteur du lobe d'antenne (équivalent à la fonction d'étalement du point) à 2.6mm et 1.3mm sont respectivement de 22" et 11". Cela correspond aux 16 et 8 kpc centraux des amas de galaxies observés, dont la distance moyenne est de 150 Mpc. C'est donc la partie la plus centrale, bien à l'intérieur du rayon de refoidissement, qui a été observée.*

*L'observabilité des sources avec le télescope de 30m est illustré Fig. 2.9, l'élévation de chaque objet étant toujours supérieure à 40°, condition importante pour l'observation de sources faibles, tel que cela est attendu.*

### 2.3.2 Les résultats récents

*Pendant l'été 2001, dans de bonnes conditions météorologiques, un total de 60 heures d'observations en CO(1-0) et en CO(2-1) ont permis la détection de gaz moléculaire froid au centre de 6-10 amas de galaxies connus pour abriter un courant de refroidissement. Ce résultat est en accord avec les récentes détections affirmées par Edge (2001). Certaines de ces sources auraient pu être détectées il y a longtemps, mais ces dernières n'avaient pas encore été observées dans le domaine millimétrique. Pour la plupart d'entre elles*



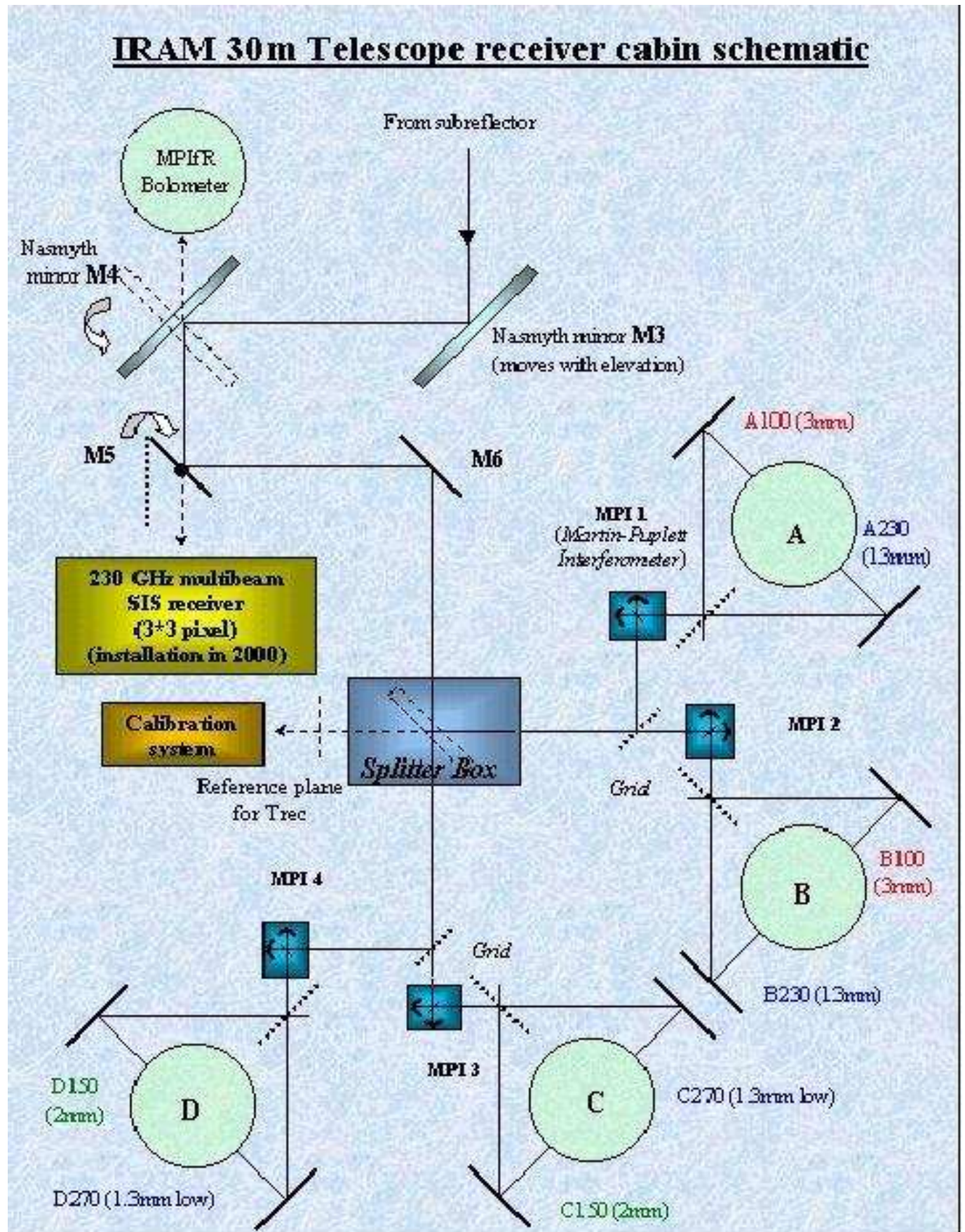


FIG. 2.6: Schéma de la cabine des récepteurs du télescope de 30m de l'IRAM.

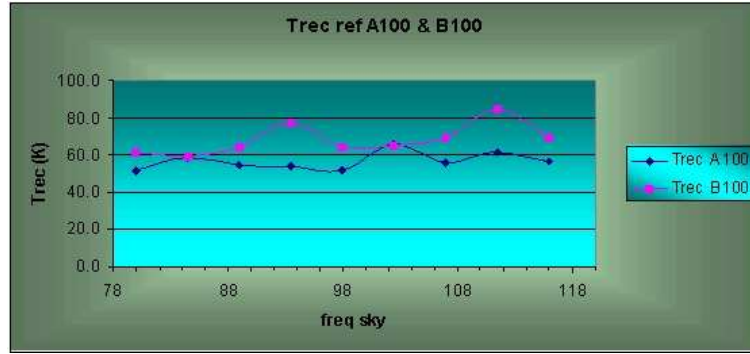


FIG. 2.7: Température système en fonction de la fréquence pour le récepteur A100

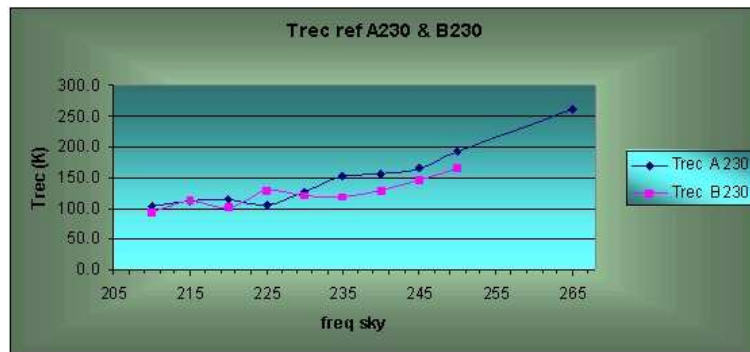
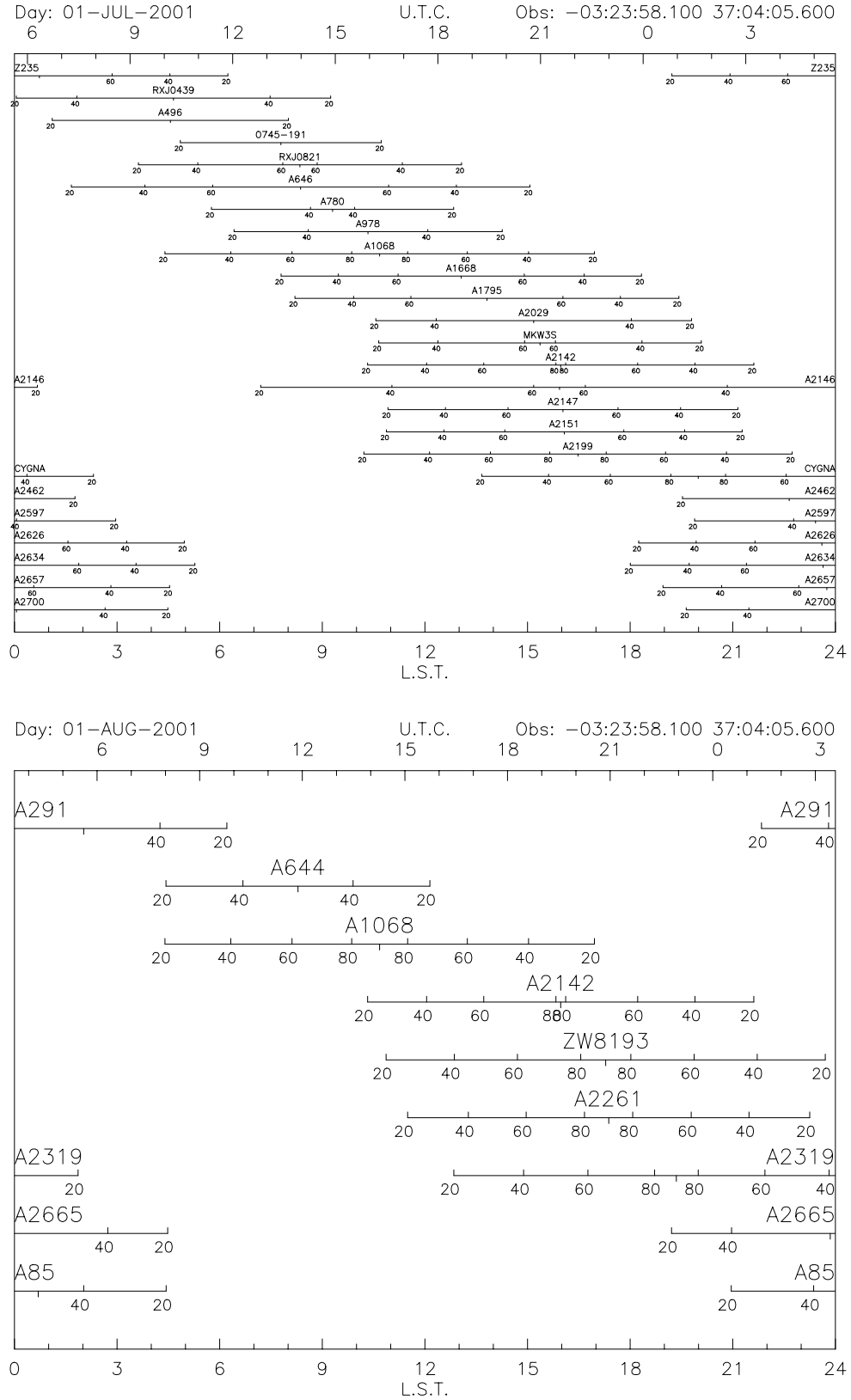


FIG. 2.8: Température système en fonction de la fréquence pour le récepteur A230



**FIG. 2.9:** Période d'observabilité des sources avec le télescope de 30m de l'IRAM durant les deux campagnes d'observations. Les nombres le long des lignes sous chaque source représentent leur degré d'élévation.

*cependant, la sensibilité actuelle des antennes radio a permis d'ouvrir une nouvelle voie dans la connaissance de la composition du coeur des amas de galaxies, à l'heure où les données du satellite XMM remettent en question la présence même de gaz "froid" dans la bande X.*

## 2.4 Résultats et discussion

### 2.4.1 ARTICLE - Cold molecular gas in cooling flow clusters of galaxies -



## Cold molecular gas in cooling flow clusters of galaxies

P. Salomé<sup>1</sup> and F. Combes<sup>1</sup>

Observatoire de Paris, LERMA, 61 Av. de l'Observatoire, F-75014 Paris, France

Received ; accepted

**Abstract.** The results of a CO line survey in central cluster galaxies with cooling flows are presented. Cold molecular gas is detected with the IRAM 30m telescope, through CO(1-0) and CO(2-1) emission lines in 6-10 among 32 galaxies. The corresponding gas masses are between  $3.10^8$  and  $4.10^{10} M_{\odot}$ . These results are in agreement with recent CO detections by Edge (2001). A strong correlation between the CO emission and the H $\alpha$  luminosity is also confirmed. Cold gas exists in the center of cooling flow clusters and these detections may be interpreted as an evidence of the long searched very cold residual of the hot cooling gas.

**Key words.** Galaxies, Clusters, Cooling flows, Molecular gas

### 1. Introduction

Studies of X-ray emission of hot intra-cluster medium (ICM) have pointed out the high density of this gas in the central regions of many clusters. The derived timescales for radiative cooling in the center is much smaller than the Hubble time, and the ICM is predicted to condense and flow towards the cluster center (see Fabian 1994 for a review). The X-ray spectra show evidence of cooler gas in the center, through central drops of temperature. But the fate of the cooled gas still remains uncertain. The duration of the cooling flows is thought to be a significant fraction of the cluster life-time, since cooling flows are quite frequent in clusters. Estimated cooling rates of the order of  $100 M_{\odot}/\text{yr}$  and up to  $1000 M_{\odot}/\text{yr}$  implied that enormous quantities of material should have accumulated ( $10^{11}$  to  $10^{12} M_{\odot}$  in a fraction of a Hubble time). But no resulting cold gas has been detected in molecular form until recently. Many efforts have been expended to detect this gas in emission or absorption, either in HI (Burns et al. 1981; Valentijn & Giovanelli 1982; Shostak et al. 1983; McNamara et al. 1990; Dwarakanath et al. 1995) or in the CO molecule, see Grabelsky & Ulmer (1990); McNamara et al. (1994); Antonucci et al. (1994); Braine & Dupraz (1994); O'Dea et al. (1994). The intracluster medium is enriched in heavy elements with a metallicity of up to 0.3 solar making possible the formation of CO molecules. The first detection of CO emission has been made in Perseus A by Lazareff et al. (1989),

but the corresponding H<sub>2</sub> is not strongly identified as coming from the cooling flow rather than from the galaxy itself. Recently, Edge (2001) reported to have found CO line emission in the central galaxy of sixteen extreme cooling flow clusters. Starbursts that may appear as a consequence of the gas condensation must produce a lot of young and hot stars. But the observed stellar luminosities are not bright enough to account for the high mass deposition rates of cooling flows. Although Chandra and XMM-Newton observations lead to reduced rates, the cold molecular gas masses observed in some cluster cores remain a small fraction of the gas cooled along the flow. The ICM is probably multi-phase (e.g. Ferland et al. 1994). A significant fraction of gas might be so cold (Pfenniger & Combes 1994) that it could correspond to the high concentration of dark matter in clusters deduced from X-ray data and gravitational arcs (Durret et al. 1994; Wu & Hammer 1993). Recently Lieu et al. (1996,1999), and Mittaz et al. (1998) have detected large quantities of gas at intermediate temperature of  $5 \cdot 10^5 \text{ K}$  in 5 clusters with the EUVE satellite (Extreme Ultraviolet Explorer). Since this phase is quite transient, the mass flow implied would be much larger than that of the cooling flow itself. Other processes must be at work, such as heating by shocks, or mixing layer mechanisms at the interface between a cold and hot phase (Bonamente et al. 2001). Also the detection of the near-infrared quadrupolar emission line H<sub>2</sub>(1-0)S(1) in central cluster galaxies with cooling flows (and their non-detection in similar control galaxies without cooling flows, e.g. Falcke et al. 1998) support the presence of molecular gas at temperature of 2000K (Jaffe & Bremer 1997, Edge et al. 2002, Wilman et al. 2002).

In this paper, we present our search for CO lines in 32 galaxies in the center of clusters, carried out in June and

August 2001 with the IRAM 30m telescope. We have found 6 clear detections and 4 hints of CO lines. In the next section we describe the instrumental conditions of our observations and the data reduction. We then present results and cold gas mass evaluations in section 3. In section 4 and 5 we discuss the possible significations of such large gas quantities when they are present and compare these measurements with other wavelength observations.

## 2. Observations and data reduction

The sample of sources was selected according to several criteria. First, we wanted to observe galaxies with important cooling flows, so we chose high deposition rates galaxies with  $\dot{M}$  around or greater than 100  $M_{\odot}/\text{yr}$ , see Peres et al. (1998), White et al. (1997), though these rates are certainly overestimated. Three non-cooling flow clusters (Abell 1668, Abell 1704 and Abell 2256) have also been observed and not detected in CO with the 30m telescope. It is possible that the large gas flow produces massive stars ionizing the gas. The gas might also be cooling in ionizing shocks (optically luminous). Thus, the presence of large amounts of cooled gas could be accompanied by  $H\alpha$  emission as suggested in Edge (2001). Sources were then selected according to their  $H_{\alpha}$  luminosity when available (high luminosity of about  $10^{42} \text{ erg.s}^{-1}$  from Crawford et al. (1999), Owen et al. (1995)). The sample contains only relatively low-redshift cD galaxies ( $z < 0.25$ ), for the sake of sensitivity. We gather data at other wavelengths, such as the far infra-red, when available, to be able to compare gas and dust emission. All observing parameters are summarized in Table 1. Observations were achieved with the IRAM 30m millimeter-wave telescope at Pico Veleta, Spain in June and August 2001 in good weather conditions. We used four receivers simultaneously, centered two on the CO(1-0) and two on the CO(2-1) lines at 115 GHz and 230 GHz. The beam of the telescope at these two frequencies is 22" and 13" respectively. Two backends were provided by the autocorrelator, with a 1.25 MHz resolution on a 600 MHz band width. The two other backends were the two 512MHz wide 1MHz filter-banks. These yield a total band of  $\sim 1300\text{km/s}$  at 2.6mm and  $\sim 650\text{km/s}$  at 1.3mm. In addition, we used the 4 MHz resolution filter-bank, providing a 1 GHz band width, important for the 1.3mm receivers (since it corresponds to 1300km/s bandwidth also). Given the uncertainty in the central velocity of the CO line (some optically measured velocities being systematically displaced with respect to the galaxy systemic velocity), the expected width of a cD galaxy, and the required baseline to eliminate sinusoidal fluctuations, this wide band is necessary. The signals are expressed in main beam temperatures, since the sources are not expected to be extended and homogeneous. The main-beam efficiency of the 30m is :

$$\eta_{\text{mb}} = T_{\text{A}}^*/T_{\text{mb}} \quad \text{and} \quad \eta_{\text{mb}} = B_{\text{eff}}/F_{\text{eff}} \quad (1)$$

with  $\eta_{\text{mb}} = 0.75/0.95$  at 115 GHz and  $0.52/0.91$  at 230 GHz (cf IRAM-30m site <http://www.iram.es/>). The data were reduced with the CLASS package; spiky channels and bad scans were excised. After averaging all the raw spectra for each line of each source, linear baselines were subtracted and the spectra were Hanning smoothed. Assuming that a good sampling of the line requires at least five points, and assuming a typical 300 km/s line width, the data were smoothed to 55 km/s of spectral resolution, at 1.3 and 2.6mm, to gain more than a factor 3 in signal to noise. The CO emission lines were fitted with gaussian profiles through the CLASS package. For non detections, CO intensity  $I_{\text{CO}}$  upper limits at  $3\sigma$  were evaluated as in McNamara et al. (1994) by :

$$I_{\text{CO}} = 3 \times \text{rms} \times W_{\text{line}} \times \left( \frac{W_{\text{sm}}}{W_{\text{line}}} \right)^{1/2} \quad (2)$$

where rms is the noise level, computed in the channel width  $W_{\text{sm}}$  (55 km/s) and  $W_{\text{line}}$  is the expected line bandwidth, typically 300 km/s. The typical integration time was two hours for all galaxies. CO intensities were obtained by averaging the data of at least two different days, to prevent systematic effects (baseline ripples...). The detection criterion is the CO emission line maximum is at least three times the rms, in 55km/s channels. When the signal to noise ratio was between 2 and 3 rms we concluded to a hint of detection. Below 2 rms, upper limits were computed for the CO intensity. Results are presented in Table 2 and Table 3. After this first analysis at each wavelength, we compare  $I_{\text{CO}(1-0)}$  and  $I_{\text{CO}(2-1)}$ . A cold gas detection is claimed when CO is detected in the CO(1-0) and in the CO(2-1) lines simultaneously. Possible detections are defined by a detection in one line or by a hint of detection in both lines. Otherwise, we concluded to a non detection. For Abell 262, Abell 1068 and Zw8193, without CO(2-1) data, a detection is claimed because of a clear line detection in CO(1-0). With these criteria, we claim 6 detections, 4 possible detections, and 22 non detections. Detections made by Edge (2001) for Abell 1068 and RXJ0821+07 are confirmed, with a good agreement of the derived hydrogen molecular gas masses. CO(1-0) emission line is also confirmed in Abell 262, but molecular gas mass deduced here is twice lower than in Edge (2001). That comes from the fact we identify a line with a smaller width. Three new values of  $M_{\text{gas}}$  are found : Abell 646 for which cold gas mass is in agreement with Edge (2001) upper limit, Abell 1795 for which a large line width is found and consequently a molecular hydrogen mass higher than the upper limit deduced in Edge (2001) and PKS0745-19 that was observed at a wrong frequency by Edge (2001).

CO intensities always correspond to areas deduced from gaussian fits for detections and possible detections when a gaussian fit was possible, but for the 22 no-detections, the  $I_{\text{co}}$  are evaluated with Formula (2). Table 4 show gas mass estimates as well as X-ray, optical, IR and radio data when available.

Source	Redshift	RA (2000)	Decl (2000)	Central Freq. in CO(1-0)	Exposure time (min)	Central Freq. in CO(2-1)	Exposure time (min)
A85*	0.05567	00 41 50.4	-09 18 11	109.19 GHz	152	-	-
Z235	0.08300	00 43 52.1	+24 24 21	106.43 GHz	128	212.87 GHz	128
A262*	0.01620	01 52 46.5	+36 09 07	113.43 GHz	160	-	-
A291*	0.19590	02 01 43.1	-02 11 48	96.38 GHz	304	-	-
A496	0.03281	04 33 37.8	-13 15 43	111.60 GHz	248	223.21 GHz	256
RXJ0439+05	0.20800	04 39 02.2	+05 20 44	95.42 GHz	300	-	-
PKS0745-191	0.10280	07 47 31.3	-19 17 40	104.52 GHz	304	209.04 GHz	376
A644*	0.07040	08 17 25.5	-07 30 44	107.69 GHz	144	215.37 GHz	88
RXJ0821+07	0.11000	08 21 02.4	+07 51 47	103.84 GHz	96	207.69 GHz	96
A646	0.12680	08 22 09.6	+47 05 53	102.30 GHz	304	204.59 GHz	312
A780	0.05384	09 18 05.7	-12 05 44	109.38 GHz	268	218.76 GHz	352
A1068*	0.13860	10 40 44.5	+39 57 11.1	101.23 GHz	180	-	-
A978	0.05425	10 20 26.5	-06 31 36	109.34 GHz	96	218.67 GHz	96
A1668	0.06368	13 03 46.6	+19 16 18	108.37 GHz	80	216.73 GHz	80
A1795	0.06326	13 48 52.4	+26 35 34	108.41 GHz	68	216.82 GHz	129
A2029	0.07795	15 10 56.1	+05 44 41	106.93 GHz	112	213.86 GHz	168
MKW3s	0.04531	15 21 51.9	+07 42 32	110.27 GHz	144	220.54 GHz	144
A2146	0.23370	15 56 13.8	+66 20 55	93.43 GHz	272	-	-
A2142*	0.09037	15 58 20.0	+27 14 02	105.71 GHz	128	-	-
A2147	0.03532	16 02 17.0	+15 58 28	111.33 GHz	152	222.67 GHz	152
A2151	0.03533	16 04 35.8	+17 43 18	111.33 GHz	152	222.67 GHz	152
A2199	0.03035	16 28 38.5	+39 33 06	111.87 GHz	128	223.74 GHz	120
Z8193*	0.18290	17 17 19.2	+42 27 00	97.44 GHz	304	-	-
A2261*	0.2240	17 22 27.1	+32 07 58	94.17 GHz	256	-	-
A2319*	0.05459	19 21 10.0	+43 56 44	109.30 GHz	136	218.60 GHz	88
CygA	0.05607	19 59 28.3	+40 44 02	109.15 GHz	228	218.29 GHz	232
A2462	0.07437	22 39 11.4	-17 20 28	107.29 GHz	144	214.58 GHz	144
A2597	0.08520	23 25 19.8	-12 07 26	106.22 GHz	144	212.43 GHz	144
A2626	0.05490	23 26 30.6	+21 08 50	109.27 GHz	136	218.54 GHz	140
A2634	0.03022	23 38 29.5	+27 01 56	111.89 GHz	144	223.77 GHz	144
A2657	0.04023	23 44 57.4	+09 11 34	110.81 GHz	208	221.62 GHz	208
A2665*	0.05610	23 50 50.6	+06 09 00	109.14 GHz	192	218.29 GHz	192

**Table 1.** This table presents the sample of cooling flow clusters of galaxies observed with the IRAM 30m telescope. Central frequencies of the CO(1-0) and CO(2-1) lines observed, as the exposure time are indicated for each galaxy. Sources observed in the second run (August) are with indicated by a star. The others were observed during the first run (July). Several sources were not observed in CO(2-1) since the redshifted J=2-1 transition lines were out of the 30m telescope receiver's band.

### 3. Results

#### 3.1. $H_2$ mass evaluation from CO observations

Since cold  $H_2$  is a symmetric molecule, the best tracer of cold molecular gas is the CO lines, from the most abundant molecule after  $H_2$ :  $CO/H_2 \sim 6.10^{-5}$ . From standard (and empirical) calibrations, it is possible to deduce the interstellar  $H_2$  content from the integrated CO intensity  $I_{CO}$  (K.km/s) :

$$I_{CO} = \int T_{mb}(CO) dV \quad (3)$$

where  $T_{mb}(CO)$  is the main beam antenna temperature, obtained for the CO(1-0) line (cf Sect. 2). Although the typical molecular cloud is optically thick in the first CO lines of the J ladder, the proportionality factor between the column density of molecular gas and integrated intensity is justified, since the observed signal is the emission sum of many clouds in the beam, and these clouds have a small filling factor, when spatial and velocity volume

is considered. We adopt here the conversion factor commonly used for  $N(H_2)$  in molecule/cm<sup>2</sup> unit :

$$N(H_2) = 2.3 \cdot 10^{20} I_{CO} \quad (4)$$

From this equation the mass of molecular hydrogen, contained in one beam, in  $M_\odot$  is:

$$M(H_2) = 2.95 \cdot 10^{-19} I_{CO} \theta^2 D^2 \frac{N(H_2)}{I_{CO}} \quad (5)$$

where  $I_{CO}$  is the integrated intensity in K.km/s,  $\theta$  is the beamsize of the telescope in arcseconds, and  $D$  is the distance of the galaxy in Mpc, determined with a Hubble constant  $H_0=70$  km/s/Mpc. This converting factor is in agreement with the one used in Edge (2001) and in previous CO observations of cluster cores but gas mass estimations are slightly lower here because we took  $H_0=70$  km/s/Mpc. It is important to notice the  $I_{CO}/N(H_2)$  conversion factor has been first calibrated in the solar neighborhood. To use this value implies intra-cluster medium

4

Salomé &amp; Combes: Search for CO in central cluster galaxies

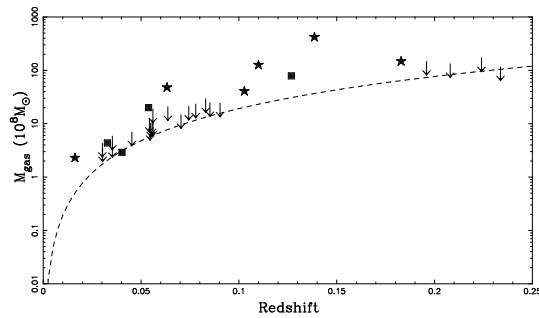
Source	Line	Peak mK	Rms mK	Line detection	Line position (km/s)	Line width (km/s)	$I_{CO}$ K.km/s
A85*	CO(1-0)	-	0.9	no	-	300*	$\leq 0.35$
Z235	CO(1-0)	$1.9 \pm 0.2$	0.8	hint	$-258 \pm 48$	$318 \pm 103$	$0.66 \pm 0.19$
	CO(2-1)	-	1.7	no	-	300*	$\leq 0.65$
A262*	CO(1-0)	$2.9 \pm 0.5$	0.8	yes	$31 \pm 24$	$346 \pm 47$	$1.05 \pm 0.14$
A291*	CO(1-0)	-	0.9	no	-	300*	$\leq 0.35$
A496	CO(1-0)	$1.5 \pm 0.5$	0.7	hint	$382 \pm 39$	$311 \pm 73$	$0.49 \pm 0.12$
	CO(2-1)	$3.0 \pm 0.7$	1.1	hint	$114 \pm 29$	$249 \pm 52$	$0.80 \pm 0.18$
RXJ0439+05	CO(1-0)	-	0.72	no	-	300*	$\leq 0.28$
PKS0745-191	CO(1-0)	$2.0 \pm 0.3$	0.6	yes	$18 \pm 29$	$221 \pm 58$	$0.47 \pm 0.11$
	CO(2-1)	$11.2 \pm 0.8$	2.1	yes	$-45 \pm 15$	$215 \pm 41$	$2.57 \pm 0.38$
A644*	CO(1-0)	$1.1 \pm 0.4$	0.7	no	$-10 \pm 55$	$260 \pm 77$	$\leq 0.27$
	CO(2-1)	-	3.1	no	-	300*	$\leq 1.12$
RXJ0821+07	CO(1-0)	$8.9 \pm 0.6$	1.1	yes	$-2 \pm 8$	$135 \pm 21$	$1.28 \pm 0.16$
	CO(2-1)	$9.9 \pm 1.5$	2.9	yes	$5 \pm 34$	$270 \pm 81$	$2.86 \pm 0.60$
A646	CO(1-0)	$1.5 \pm 0.1$	0.5	yes	$105 \pm 39$	$376 \pm 121$	$0.62 \pm 0.15$
	CO(2-1)	$1.9 \pm 1.0$	1.6	no	$46 \pm 54$	$346 \pm 123$	$\leq 0.62$
A780	CO(1-0)	$1.8 \pm 0.5$	0.6	yes	$219 \pm 31$	$439 \pm 68$	$0.80 \pm 0.11$
	CO(2-1)	-	1.8	no	-	300*	$\leq 0.69$
A978	CO(1-0)	$1.8 \pm 0.7$	1.0	no	$-128 \pm 49$	$221 \pm 87$	$\leq 0.39$
	CO(2-1)	-	2.1	no	-	300*	$\leq 0.80$
A1068*	CO(1-0)	$10.1 \pm 0.3$	0.5	yes	$-45 \pm 4$	$249 \pm 10$	$2.66 \pm 0.1$
A1668	CO(1-0)	-	1.2	no	-	300*	$\leq 0.46$
	CO(2-1)	$2.4 \pm 1.6$	1.7	no	$9 \pm 64$	$281 \pm 125$	$\leq 0.65$
A1795	CO(1-0)	$3.4 \pm 0.7$	0.9	yes	$-190 \pm 28$	$405 \pm 56$	$1.47 \pm 0.19$
	CO(2-1)	$6.1 \pm 1.0$	1.8	yes	$-128 \pm 31$	$500 \pm 65$	$3.26 \pm 0.39$

**Table 2.** Summary of observational data for the two runs. Lines characteristics are presented, spectra are shown on Fig. 8.  $I_{CO}$  (column 8) were evaluated from a gaussian fit of the CO(1-0) and CO(2-1) lines for detections and hints of detections.  $I_{CO}$  upper limits were evaluated by equation 2 for non-detections. A detection is asserted in one transition line when the peak of the gaussian fit is above three times the rms (in 55 km/s channels) and a hint of detection when it is between two and three times the rms. To claim a cold molecular gas detection, we require a detection in both transition lines. A possible detection was claimed when was present a detection in one transition line or a hint of detection in both lines, unless the line appear clearly in one transition only (Abell 262, Abell 1068, Zw8193).

is assumed to behave like the Galactic interstellar matter near the sun, in particular with the solar metallicity. But the intracluster medium has subsolar metallicity. So this conversion factor is likely to underestimate the mass of molecular hydrogen. A standard factor 1.36 taking into account He contribution is also used in the gas mass estimation :  $M_{gas} = 1.36 M(H_2)$ . The derived  $M_{gas}$  values, displayed in Table 4, are between  $\sim 10^8$  and  $\sim 10^{10} M_\odot$ . These masses, together with upper limits, are plotted on Fig. 1 for all sources, as a function of redshift. The curve represents the  $M_{gas}$  detection limit of the IRAM 30m telescope for the CO(1-0) line, assuming a typical 300 km/s linewidth and a temperature detection limit of 0.5 mK, in agreement with our noise level.

### 3.2. CO detections

**Abell 262** has also been detected by Edge (2001). Current values are compatible with these measurements and confirm this detection even if CO(2-1) data were not good enough in the second run of August 2001 to detect a line. This galaxy contains a central radio source according to Peres et al. (1998) and show low luminosity optical lines, see Crawford et al. (1999).



**Fig. 1.**  $M_{gas}$  in  $10^8 M_\odot$  deduced from CO observations, versus the galaxy redshift. Filled stars are detections, filled square hints of detection and arrows are upper limits. The dashed line represents the molecular mass limit that can be deduced from CO observations with the IRAM 30m telescope, in 2h integration time.

**PKS 0745-191** is a 0.1028 redshifted galaxy already observed in CO by Edge (2001). In present observations, a CO(1-0) line is detected three times above the rms. A simultaneous detection in the CO(2-1) band with a signal to noise better than five seems to confirm the presence

Source	Line	Peak mK	Rms mK	Line detection	Line position (km/s)	Line width (km/s)	$I_{CO}$ K.km/s
A2029	CO(1-0)	1.1±0.5	0.9	no	-68±87	445±168	≤0.35
	CO(2-1)	-	1.6	no	-	300*	≤0.62
MKW3s	CO(1-0)	1.3±0.4	0.8	no	-133±60	347±100	≤0.31
	CO(2-1)	-	1.0	no	-	300*	≤0.39
A2146	CO(1-0)	-	0.5	no	-	300*	≤0.19
A2142*	CO(1-0)	-	0.7	no	-	300*	≤0.27
A2147	CO(1-0)	-	1.1	no	-	300*	≤0.42
	CO(2-1)	-	1.4	no	-	300*	≤0.54
A2151	CO(1-0)	2.0±0.3	0.8	hint	341±47	133±95	0.29±0.14
	CO(2-1)	-	1.5	no	-	300*	≤0.58
A2199	CO(1-0)	1.6±0.4	0.9	no	109±55	395±123	≤0.35
	CO(2-1)	3.1±0.6	1.2	hint	265±28	204±61	0.67±0.18
Z8193*	CO(1-0)	2.1±0.4	0.4	yes	-14±20	242±65	0.55±0.1
A2261*	CO(1-0)	-	0.8	no	-	300*	≤0.31
A2319*	CO(1-0)	-	0.7	no	-	300*	≤0.27
	CO(2-1)	-	3.4	no	-	300*	≤1.3
CygA	CO(1-0)	3.6±0.3	1.4	hint	203±24	153±46	0.59±0.18
	CO(2-1)	2.1±0.5	1.4	no	-83±65	336±207	≤0.54
A2462	CO(1-0)	-	0.9	no	-	300*	≤0.35
	CO(2-1)	-	2.7	no	-	300*	≤1.0
A2597	CO(1-0)	1.1±0.3	0.8	no	-10±55	260±77	0.29±0.11
	CO(2-1)	-	2.3	no	-	300*	≤0.89
A2626	CO(1-0)	1.7±0.2	0.8	hint	-161±42	293±103	0.52±0.15
	CO(2-1)	-	1.4	no	-	300*	≤0.54
A2634	CO(1-0)	2.9±0.4	1.1	hint	488±62	459±137	1.44±0.38
	CO(2-1)	-	2.2	no	-	300*	≤0.85
A2657	CO(1-0)	3.0±0.03	0.8	yes	147±13	69±50	0.22±0.080
	CO(2-1)	-	0.8	no	-	300*	≤0.31
A2665*	CO(1-0)	1.5±0.2	0.8	no	-273±40	193±82	≤0.31
	CO(2-1)	-	1.6	no	-	300*	≤0.62

**Table 3.** Summary of observational data for the two runs. Lines characteristics (Table 2 continuation).

of molecular gas. This galaxy is supposed to contain a large cooling flow with mass deposition rates around 1000  $M_{\odot}/\text{yr}$  according to Peres et al. (1998), Allen (2000). Strong optical emission lines have also been detected in PKS 0745-191. This galaxy is the site of an important excitation mechanism. Besides it is a powerful radio source with an amorphous and filamentary morphology, see Baum & O'Dea (1991). Recently, Donahue et al. (2000) have mapped kpc-size filaments in vibrationally-excited  $H_2$  in the cores of galaxies centers of cooling flows, like PKS 0745-191, with high spatial resolution. They have also found dust lanes which are optically thick to  $1.6\mu\text{m}$  emission. These dust lanes are confined to the central few kpcs.

The cD galaxy **RXJ0821+07** has been detected in CO by Edge (2001). This relatively easy detection is confirmed here in both wavelength and CO intensities are compatible with previous ones. Optical images taken with the AAT and Hubble Space Telescope by Bayer-Kim et al. (2002) show that the central galaxy is embedded in a luminous and extended line-emitting nebula coincident with a bright excess of X-ray emission imaged by Chandra.

**Abell 1068** detected by Edge (2001) is confirmed here.

The  $H_2$  mass deduced is the highest we found among detections. This galaxy show strong optical lines and large dust mass in comparison with other detections. It is also a powerful IRAS source with a 650 mJy flux at  $60\mu\text{m}$ .

**Abell 1795** has been observed by Braine & Dupraz (1994) who did not detect CO line. Edge (2001) found a marginal detection. This detection is confirmed here in the two bands. But line widths deduced from gaussian fits are quite different in the two wavelengths, so we cannot exclude the possibility of very high velocity molecular clouds. This galaxy is known as a radio source see David et al. (1993). An optical filament has been detected in  $H_{\alpha}$  by Cowie et al. (1983). According to them, some of the filaments observed in Abell 1795 seem to be concentrated and coming from the galaxy whereas fainter extended filaments are surrounding the galaxy. The question about their origin and their link with the cooling flows is not clearly determined. Mapping cold gas will allow to better understand the spatial structure of the cooling material and to know if the CO is along the filaments or in the galaxy, Salomé & Combes (2003, in prep).

**Zwicky 8193** is a strong optical line emitter. Only CO(1-

6

Salomé &amp; Combes: Search for CO in central cluster galaxies

0) was observed here. The molecular gas mass deduced agree with the value derived in Edge (2001). Zwicky 8193 is a complex system and we refer to Edge (2001) and Edge et al. (2002) for the discussion.

### 3.3. Hints of detection

We consider 4 galaxies of our sample to be possible CO emitters according to criteria defined above. Nevertheless CO emission lines here are fainter than the previous ones, with values reaching half a K.km/s.

**Abell 496** is a cD galaxy. A possible line is seen in the two bands, but signal to noise ratio between 2 and 3 is not sufficient to claim a detection. Much time has been dedicated to this radio source, see for example Peres et al. (1998), to deduce a small upper limit of  $H_2$  mass. Faint optical  $H_\alpha$  line have been observed in this galaxy also emitting in X-ray, see David et al. (1993). Nevertheless we deduce here a new upper limit in molecular gas mass.

We also assert a possible detection in **Abell 646**, even if no CO(2-1) line is seen, because of the clear shape of the CO(1-0) line detected just above three time the rms. Moreover, Edge (2001) asserted to have a marginal detection of this galaxy. So it would be interesting to confirm this detection.

**Abell 780** (Hydra A) is a very powerful radio source that had already been observed through millimetric wavelength, see for example O'Dea et al. (1994b). This much studied source is here at the limit of detection in CO(1-0) and not seen in CO(2-1).  $M_{gas}$  upper limit deduced is in agreement with the evaluation made by Edge (2001), but no clear detection can be claimed.

The cD **Abell 2657** galaxy with optical emission lines was not detected in CO(2-1). Faint possible CO(1-0) line is present and a new upper limit in  $M_{gas}$  is derived, but more observations are required.

### 3.4. Upper limits

A large number of the selected galaxies are not detected. It is possible, these cooling flow clusters of galaxies contains cold gas with lines still too weak to be detectable with the actual IRAM 30m telescope sensitivity.

## 4. Discussion

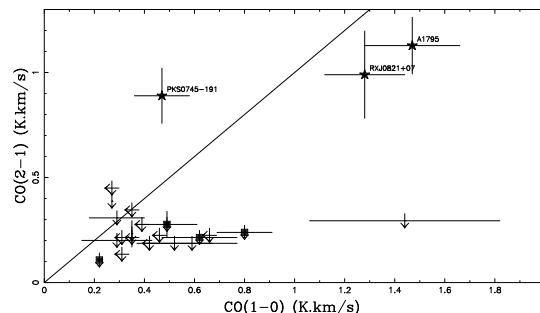
### 4.1. Origin of the cold gas

Recent X-ray observations by Chandra, see Fabian 2002, Voigt et al. (2002) and XMM-Newton (Peterson et al. 2001, Tamura et al. 2001) have confirmed the presence of radial gradients in temperature in the cores of several clusters of galaxies. Even if results from the high spectral resolution Reflection Grating Spectrometer (RGS) on XMM-Newton do not show evidence (from Fe XVII) for gas cooling at temperature

lower than 1-2 keV, millimetric emission of a cold gas component is detected in the center of several galaxy clusters. Added to recent data from Edge (2001), new detections of molecular gas in cooling flow galaxies is of great interest. But questions persist on the origin of this cold phase and its place in a gas infall scenario.

### 4.2. Optically thick cold clouds

In an optically thick medium which is the case here, the CO(2-1)/CO(1-0) ratio should be about or less than one, if we assume the same excitation temperature for the two CO energy levels. On Fig. 2 is plotted the CO(2-1) versus CO(1-0) intensity (in K.km.s<sup>-1</sup>) for the galaxies observed here. The straight line indicates their equality. CO(2-1) intensities have been multiplied by a beam correcting factor  $\sim 4$  and by the relative beam efficiencies  $(0.52/0.91)/(0.75/0.95)=0.72$  to be compared to the CO(1-0) ones. The preliminary plot indicates that the CO(2-1) line is in fact lower than the CO(1-0) one; this is in general the case for sub-thermally excited gas, in nearby galaxies (e.g. Braine & Combes 1992). The CO lines ratio are consistent with an optically thick gas. The medium considered here is certainly far more complex, probably inhomogeneous and multi-phase. It might be a mixing of diffuse gas and denser clumps, and the diffuse medium might be dominating the emission, while thick and small clouds could enclose a larger quantity of hydrogen mass than estimated.



**Fig. 2.** CO(2-1) versus CO(1-0) corrected from the effect of different beam sizes. The straight line corresponds to line emission equality.

### 4.3. Origin of cold gas

If the molecular gas is formed by the cooling flow, we should see a correlation between the detected cold gas masses and the X-ray determined mass deposition rate, as shown by Edge (2001). But there is a quite large dispersion in the  $\dot{M}_X$  values because of the different methods used in the literature, see Grabelsky & Ulmer (1990), Bregman et al. (1990), White et al. (1997), Peres et al. (1998) or Allen (2000). To test this, we have compared cold gas masses found

Source	$M(H_2)$ ( $M_\odot$ )	$M_{dust}$ ( $M_\odot$ )	$L(H_\alpha)$ (erg/s)	$\dot{M}^{(1)}$ ( $M_\odot/\text{yr}$ )	$r_{cool}^{(1)}$ (kpc)	$\dot{M}^{(2)}$ ( $M_\odot/\text{yr}$ )	$r_{cool}^{(2)}$ (kpc)	Flux(1.4GHz) (mJy)
A262	$2.3 \pm 0.3 \times 10^8$	$8.7 \times 10^6$	$6.0 \times 10^{39}$	27	104	10	67	131
pks0745-191	$4.0 \pm 0.9 \times 10^9$	$3.5 \times 10^7$	$1.4 \times 10^{42}$	1038	214	579	177	2370
rxj0821+07	$1.3 \pm 0.2 \times 10^{10}$	$4.2 \times 10^7$	$3.0 \times 10^{41}$	-	-	-	-	-
A1068	$4.2 \pm 0.2 \times 10^{10}$	$1.4 \times 10^8$	$1.7 \times 10^{42}$	-	-	-	-	-
A1795	$4.8 \pm 0.6 \times 10^9$	$6.7 \times 10^7$	$1.1 \times 10^{41}$	381	177	321	181	930
Z8193	$1.5 \pm 0.3 \times 10^{10}$	$3.8 \times 10^7$	$1.5 \times 10^{42}$	-	-	-	-	-
A496	$4.3 \pm 1.0 \times 10^8$	-	$3.4 \times 10^{42}$	95	110	134	138	-
A646	$7.9 \pm 0.2 \times 10^9$	$2.5 \times 10^7$	$1.6 \times 10^{41}$	-	-	-	-	-
A780	$2.0 \pm 0.3 \times 10^9$	$3.0 \times 10^7$	$1.6 \times 10^{41}$	262	162	222	170	40800
A2657	$2.9 \pm 0.1 \times 10^8$	-	-	-	-	44	101	-
A85	$\leq 8.8 \times 10^8$	-	-	107	93	108	131	58
Z235	$\leq 2.5 \times 10^9$	-	-	-	-	-	-	-
A291	$\leq 1.1 \times 10^{10}$	$84.9 \times 10^7$	$4.6 \times 10^{41}$	-	-	-	-	-
A644	$\leq 1.1 \times 10^9$	-	-	189	141	136	111	-
rxj0439+05	$\leq 9.8 \times 10^9$	$5.1 \times 10^7$	$1.1 \times 10^{42}$	-	-	-	-	-
A978	$\leq 9.3 \times 10^8$	-	$2.0 \times 10^{40}$	-	-	-	-	-
A1668	$\leq 1.5 \times 10^9$	-	$1.2 \times 10^{41}$	-	-	-	-	-
A2029	$\leq 1.7 \times 10^9$	-	$8.0 \times 10^{39}$	555	186	431	192	550
MKW3s	$\leq 5.2 \times 10^8$	-	$5.0 \times 10^{39}$	175	171	132	158	-
A2146	$\leq 8.6 \times 10^9$	$8.8 \times 10^7$	$1.4 \times 10^{42}$	-	-	-	-	-
A2142	$\leq 1.8 \times 10^9$	-	-	350	150	369	172	-
A2147	$\leq 4.3 \times 10^8$	-	$7.0 \times 10^{39}$	-	-	-	-	-
A2151	$\leq 3.1 \times 10^8$	-	$5.8 \times 10^{40}$	-	-	166	146	-
A2199	$\leq 2.6 \times 10^8$	-	$3.5 \times 10^{40}$	154	143	97	124	3700
A2261	$\leq 1.3 \times 10^{10}$	-	-	-	20	53	-	-
A2319	$\leq 6.6 \times 10^8$	-	$1.0 \times 10^{41}$	-	-	-	-	-
CygA	$\leq 1.4 \times 10^9$	-	$6.5 \times 10^{42}$	244	135	242	167	-
A2462	$\leq 1.6 \times 10^9$	-	$5.8 \times 10^{40}$	-	-	-	-	-
A2597	$\leq 1.8 \times 10^9$	$8.4 \times 10^7$	$5.2 \times 10^{41}$	271	152	-	-	1880
A2626	$\leq 7.6 \times 10^8$	-	$3.3 \times 10^{40}$	-	-	53	114	-
A2634	$\leq 3.2 \times 10^8$	-	$3.7 \times 10^{40}$	-	-	-	-	7657
A2665	$\leq 7.9 \times 10^8$	-	$6.0 \times 10^{39}$	-	-	-	-	-

**Table 4.** Derived parameters of the observed sources. Optical line luminosities are from Crawford et al. (1999). Mass deposition rates and cooling radius are from (1) Peres et al. (1998) and (2) White et al. (1997). Dust masses are evaluated from 60 $\mu$ m data compiled in Edge (2001), assuming  $T_{dust}=35$ K.

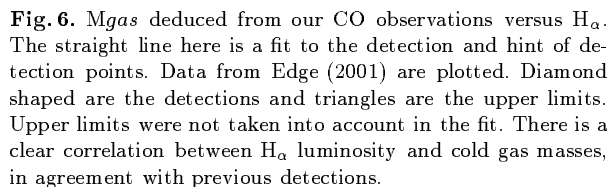
here with mass deposition rates evaluated thanks to an Einstein Observatory X-ray image deprojection analysis made by White et al. (1997), see Fig. 3. The comparison is also done with  $\dot{M}$  issue from a ROSAT observatory spatial analysis by Peres et al. (1998) as shown on Fig. 4. These two samples of mass deposition rates, evaluated from X-ray data, have been chosen because they contain the largest number of sources in common with the clusters observed here in CO. For a correlation trend to be relevant, the aim was (i) to have a high number of sources observed in both CO and X-ray, with regards to the faint detection level in CO and (ii) to compare  $M(H_2)$  with  $\dot{M}$  derived from one method only (with the same criteria for all sources). We can see a trend of correlation do appear, even if there are very few data points. This confirms the relation between the mass of the cold component and the mass deposition rate already noticed in Edge (2001). Galaxies for which measurements have been possible lie close to  $M_{gas}=1\% \times \dot{M} \times 1\text{Gyr}$  (large symbols). Then, assuming that simple models of a multiphase flow would lead to an integrated mass deposition profile of the form

$\dot{M}(<r) \propto r^\alpha$ , with  $\alpha \sim 1$ . We have re-evaluated what would be the  $\dot{M}$  inside the 30m telescope radius with a simple scaling by the cooling radius to the CO radius ratio. The correlation still appear but the cold gas masses detected are now close to  $M_{gas}=\dot{M} \times 10\% \times 1\text{Gyr}$  (small symbols with gray background). These mass deposition rates have probably been overestimated by about a factor 5-10, see McNamara et al. (2002), as suggested by the recent X-ray observations by Chandra and XMM-Newton (e.g. Abell 1795 in Fabian 2002, Abell 2199 in Johnstone et al. (2002) or Abell 496 in Dupke & White (2003)). Taking into account the uncertainty on the conversion factor between  $H_2$  and CO, as discussed above, the correlation is in accordance with a cooling scenario in which hot gas lead to cold substructures at rate deduced by X-ray observations and detected here in CO (for an assumed age of the cooling is a few Gyr in the central regions).

But many galaxies in cooling flow clusters observed here, do not show CO emission lines. Given the faint emission temperature, it is possible that the cold gas is present but its radiation is below the detection limit. An alter-

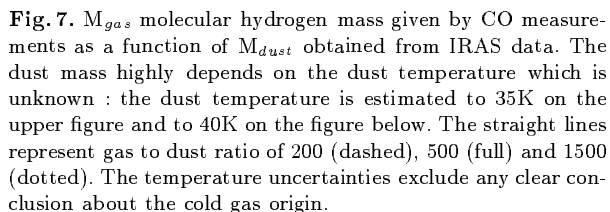






It is important to notice how much dust mass highly depends on dust temperature. The gas-to-dust ratio for both dust temperature are high, but below  $\sim 2.10^3$ . However, only IRAS data have been used here, tracing the warm dust. Significant amount of cold dust might be present as suggested by JCMT SCUBA detections in Abell 1835, Abell 2390 (Edge et al. 1999). More longer wavelength observations at  $850\ \mu\text{m}$  tracing this cool dust would be of great interest. Nevertheless the mass to dust ratio found here are not incompatible with a cooling flow origin of the molecular gas. Besides, there is a trend of correlation between cold gas masses and dust masses, but with a large dispersion. Infrared emission might be tied to star formation. In that sense, Fig. 7 could also be interpreted as a possible correlation between gas content and star formation, probably very active as we have seen previously.

Some of our sample galaxies have strong molecular hydrogen emission in the  $2\ \mu\text{m}$  1-0 S(1) line, (Elston & Maloney 1992,1994). This excited gas is thought to be associated to the cooling flow, since it is not detected in non-cooling flow galaxies of similar-type (Jaffe & Bremer 1997). They reveal dusty nebular filaments, very similar to those detected in early type galaxies in small groups e.g. Goudfrooij & Trinchieri 1998, and in interacting gas-rich galaxies. The filaments are extended over kiloparsecs, and their heating source is not known. Recently, Donahue et al. (2000) have mapped the kpc-size filaments in vibrationally-excited  $\text{H}_2$  in the cores of galaxies centers of Abell 2597 and PKS 0745-191 with high spatial resolution. They have also found dust lanes which are optically thick to  $1.6\mu\text{m}$  emission, confined to the central few kpcs. Excited  $\text{H}_2$  produced directly by the cooling flow seems difficult, since  $\text{H}_2$  is much too luminous, by at least 2 orders of magnitude. It cannot be AGN photoionization or fast shocks because the  $\text{H}\alpha/\text{H}_2$



ratios are too low. Extremely slow shocks ( $< 40 \text{ km s}^{-1}$ ) produce significantly higher  $\text{H}_2/\text{H}\alpha$  ratios than do fast shocks, and are more consistent with the observations. But slow shocks are less efficient. The most likely solution is UV irradiation by very hot stars, implied by a star formation rate of only a few solar masses per year. A recent survey of H-band and K-band spectra in 32 central cluster galaxies have led to 23 detections in rovibrational  $\text{H}_2$  lines, see Edge et al. (2002), and UV fluorescence excitation is ruled out. The molecular hydrogen is more probably thermally excited in dense gas with density exceeding  $10^5 \text{ cm}^{-3}$  at temperature evaluated between 1000-2500 K. Young stars heating a population of dense clouds is invoked (Wilman et al. 2002). According to the authors, these dense regions might be self gravitating clouds deposited directly by the cooling flow or confined in high pressure behind strong shocks. Correlation are also shown between  $\text{H}\alpha$  emission lines, warm  $\text{H}_2$  rovibrational lines and cold millimetric emission lines suggesting related exciting mechanisms of these different phases of the gas. The large masses of excited  $\text{H}_2$ , around  $10^{5-6} M_\odot$  could suggest that the cold molecular gas mass could have been underestimated (because of a lower metallicity for example) or is hidden in optically thick dense clouds, see Ferland et al. (2002) for a discussion of the physical conditions within dense cold clouds in cooling flows.

How much gas is deposited in cooling flows is still an open question. The gas cooling in the flow is probably multi-phase, and there are hints the CO detected here is the residual of the cooled gas. But this cold gas emission could also be due to subcluster structures, gas stripped from neighbouring galaxies or galactic clouds not seen until now and heated by mechanisms linked to the flow, like shocks or starburst. More investigations are required to explore the properties of this important component in cooling flow cluster cores. The study of the morphological structure of the cold gas and especially its dynamics will help to confirm its place in the flow. High resolution maps, obtained thanks to the IRAM millimeter interferometer, have been obtained for Abell 1795 in CO(1-0) and CO(2-1). These maps show an extended emission of the cold gas (Salomé & Combes, in prep). They underline the possible link between the cold gas detected with the 30m telescope and the cooling gas seen at higher energy. Recent OVRO observations by Edge & Frayer (2003) also show CO(1-0) emission maps in 5 cooling flow clusters of galaxies : A1068, RXJ0821+07, Zw3146, A1835 and RXJ0338+09. The authors conclude the gas previously detected with the single dish telescope is confined in the central region. More Plateau de Bure interferometric observations with higher sensitivity and spatial resolution are in progress now in RXJ0821+07 to see whether the cold gas is extended (as for Abell 1795) or centrally concentrated around the cD (as suggest the OVRO observations). Interferometric observations on a wider sample of CO detected cooling flow have now to be lead in order to explore the similarities and differences between clusters and definitively confirm the detection of the cold residual in cooling flows.

## 5. Conclusions

A sample of 32 cooling flow clusters of galaxies, selected on their mass deposition rate, and their H $\alpha$  luminosity, have been observed in both CO(1-0) and CO(2-1) emission lines. In total 6 clear detections are claimed, with 4 other possible detections. Molecular hydrogen mass estimates have been deduced for these galaxies and upper limits have been computed for the other ones. The derived M(H $_2$ ) are up to  $10^{10} M_{\odot}$  in the 22 central arcseconds observed with the 30m telescope (that is typically the central  $\sim 23$ kpc region at  $z=0.05$ ). These masses appear to be related to the cooling rate deduced from X-ray data : there is a trend of correlation with  $\dot{M}_X$  results, and no longer large discrepancies between the mass deposition rates and the cold gas masses (according to recent mass deposition rates reevaluation from Chandra and XMM-Newton). The apparent gas-to-dust ratio, derived from the CO emission and dust far-infrared emission is larger for the gas in cooling flow galaxies than in normal spirals, but uncertainties about the dust temperature precludes any clear conclusions. The best correlation is between the cold gas masses and the H $\alpha$  luminosities, which confirms the result of Edge

(2001). Further work is to be done now to confirm that CO lines, revealed by single dish millimetric observations, are tracers of the long searched cold phase in cooling flows. In this context, more interferometric observations in CO(1-0) and CO(2-1) are required.

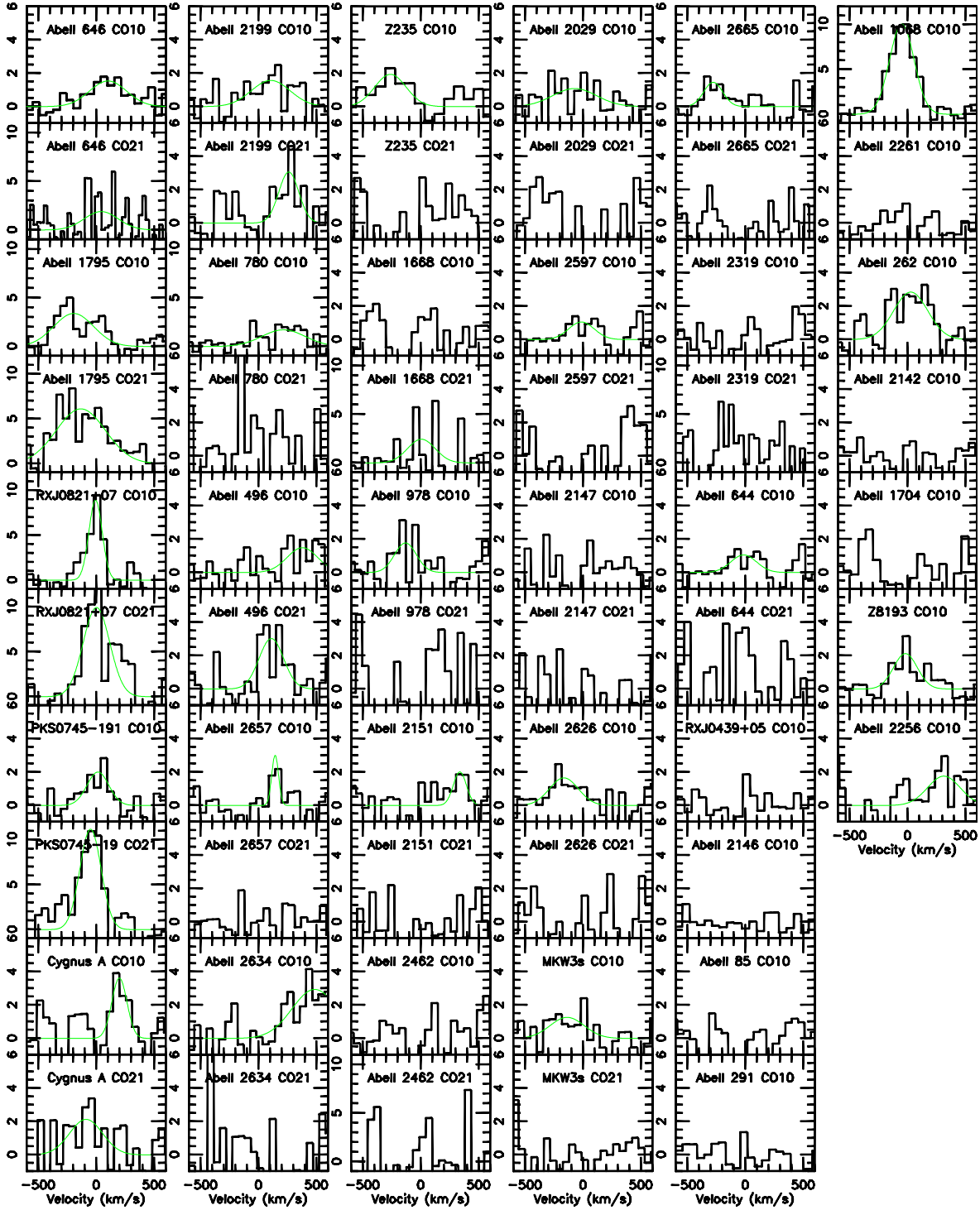
*Acknowledgements.* It is a pleasure to thank the IRAM-30m staff for their support during observations and data reduction, especially with the new 4MHz filter-bank. We also thank Alastair Edge for his constructive refereing.

## References

- Antonucci R., Barvainis R.: 1994, AJ 107, 448
- Allen S. W.: 2000, MNRAS 315, 269
- Baum, S. A.; O'Dea, C. P. : 1991 MNRAS, 250, 737B
- Bayer-Kim C. M., Crawford C. S., Allen S. W., Edge A. C. and Fabian A.C. : 2002 MNRAS 337, 938
- Bonamente, M., Lieu, R., Mittaz, J. P. D.: 2001 ApJ 546, 805 & 547, L7
- Böhringer H., Matsushita K., Ikebe Y. : astro-ph/0111113
- Braine J., Combes F.: 1992, A&A 264, 433
- Braine J., Dupraz C.: 1994, A&A 283, 407
- Bregman J., Mc Namara B.R., and O'Connell W.: 1990, ApJ 351, 406
- Brighenti F. & Mathews W.G. : 2002, astro-ph/0203409
- Brüggen M., Kaiser C. R., Churazov, E., Ensslin, T. A.: 2002 MNRAS, 331, 545B
- Burns J.O., White R.A., Haynes M.P.: 1981, AJ 86, 1120
- Ball R., Burns J.O., Loken C., : 1993, AJ 105,53
- Cowie, L. L., Hu, E. M., Jenkins, E. B., York, D G. : 1983 ApJ, 272, 29C
- Crawford C.S., Allen S.W., Ebeling H., Edge A.C, Fabian A.C.: 1999 MNRAS, 306, 857
- David, L. P., Slyz, A., Forman, W and Vrtilek, S. D.: 1993, ApJ 412, 479
- David, L. P., Nulsen, P. E. J., McNamara, B. R. et al.: 2001, ApJ 557, 546
- Donahue M., Mack J., Voit G.M, Sparks W., Elston R., Maloney P.R.: 2000, ApJ 545, 670
- Dunne L. and Eales S.A. : 2001, MNRAS 327, 697
- Dupke R. and White III R.E.: 2003, ApJ 583, L13
- Durret F., Gerbal D., Lachière-Rey M., Lima-Neto G., Sadat R.: 1994, A&A 287, 733
- Dwarakanath K.S., Owen F.N., van Gorkom J.H.: 1995, ApJ 442, L1
- Edge A.C., Ivison R.J., Smail Ian, Blain A.W., & Kneib, J.P.: 1999, MNRAS 306, 599
- Edge A.C.: 2001, MNRAS 328, 762
- Edge A.C., Wilman R.J., Johnstone R.M., Crawford C.S., Fabian A.C., Allen S.W. : 2002, astro-ph/0206379
- Edge A.C., Frayer, D.T. : 2003, ApJ, 594, L13
- Elston, R. & Maloney, P. 1992, BAAS, 181, 118.11
- Elston, R. & Maloney, P. 1994, in "Infrared Astronomy with Arrays: The Next Generation", ed. I. S. McLean (Kluwer: Dordrecht), p. 169
- Ettori, S., Fabian, A. C., Allen, S. W., Johnstone, R. M : 2002 MNRAS 331, 635E
- Fabian A.C.: 1994, ARAA 32, 277
- Fabian A.C., Sanders J.S., Ettori S. et al: 2001, MNRAS 321, L33
- Fabian A.C. : 2002, astro-ph/0201386

- Fabian A.C., Celotti A., Blundell K.M., Kassim, N.E. and Perley R.A., MNRAS 331, 369
- Falcke, H., Rieke, M. J., Rieke, G. H., Simpson, C., Wilson, A. S., 1998, ApJ 494, L155
- Ferland G.J., Fabian A.C., Johnstone R.M.: 1994, MNRAS 266, 399
- Ferland G.J., Fabian A.C., Johnstone R.M.: 2002, astro-ph/0203052
- Grabelsky D.A., & Ulmer M.P.: 1990, ApJ 355, 401
- Goudfrooij, P. & Trinchieri, G. : 1998, A&A, 330, 123
- Jaffe W., Bremer M.N. 1997: MNRAS 284, L1
- Johnstone R.M., Allen S.W., Fabian A.C. and Sanders J.S. : 2002, astro-ph/020207
- Lazareff B., Castets A., Kim D.W., Jura M.: 1989, ApJ 335, L13
- Lieu R., Mittaz J.P.D., Bowyer S., et al. 1996, ApJ 458, L5
- Lieu R., Bonamente, M., Mittaz, J. P. D.: 1999, ApJ 517, L91
- McNamara B.R., Bregman J.N., O'Connell R.W.: 1990, ApJ 360, 20
- McNamara B.R., Jaffe W.: 1994, A&A 281, 673
- McNamara B.R., 2002, astro-ph/0202199
- Mittaz J.P.D, Lieu R., Lockman F.J.: 1998, ApJ 498, L17
- O'Dea C.P., Baum S.A., Gallimore, J.F. 1994b, ApJ, 436, 669
- O'Dea C.P., Baum S.A., Maloney P.R., Tacconi L.J. and Sparks W.B., ApJ 422, 467
- Owen F., Ledlow M.J., Keel W.C.: 1995, AJ 109, 14
- Peres C.B., Fabian A.C., Edge A.C., Allen S.W., Johnstone R.M. and White D.A.: 1998, MNRAS 298, 416
- Peterson J.R., Paerels F.B.S., Kaastra J.S., Arnaud M., Reiprich T.H., Fabian A.C., Mushotzky R.F., Jernigan J.G. and Sakelliou I. : 2001, A&A 365, L104
- Pfenniger D., Combes F., 1994, A&A, 285, 94
- Shostak G.S., van Gorkom J.H., Ekers R.D. et al.: 1983, A&A 119, L3
- Tamura T., Kaastra J.S., Peterson J.R., Paerels F.B.S., Mittaz J.P.D., Truddolyubov S.P., Stewart G., Fabian A.C., Mushotzky R.F., Lumb D.H., Ikebe Y. : 2001, A&A 365, L87
- Tucker W., David, L. P.: 1997, ApJ 484, 602
- Valentijn E.A., Giovanelli R.: 1982, A&A 114, 208
- Voigt L.M., Schmidt R.W., Fabian A.C., Allen S.W. and Johnstone R.M. : 2002, astro-ph/0203312
- White D.A., Jones C. and Forman W.: 1997, MNRAS 292, 419
- Wilman R.J., Edge A.C., Johnstone R.M., Fabian A.C., Allen S.W. and Crawford C.S. : astro-ph/0206382
- Wu X.P., Hammer F.: 1993, MNRAS 262, 187

Fig. 8. CO(1-0) and CO(2-1) emission lines observed with the IRAM 30m telescope. On the Y-axis, main beam temperature (in mK) versus velocity (in km/s) on the X-axis .



## 2.5 Les galaxies elliptiques

### 2.5.1 Des courants de refroidissement autour des elliptiques

*Le milieu interstellaire (ISM) chaud dans les galaxies elliptiques se distingue du milieu chaud intra-amas (ICM) par l'origine différente de ces deux milieux. En effet, comme nous l'avons vu, l'ICM est en partie d'origine primordiale, puis enrichi au cours de l'histoire de la formation des amas par l'arrachement de gaz de plus grande métallicité se trouvant dans les galaxies spirales de l'amas. Un courant de refroidissement peut se former au centre des amas, lorsque le gaz se refroidit rapidement. Il se trouve ensuite accrété par une galaxie géante au centre de l'amas. L'ISM dans les galaxies elliptiques, en revanche, est continuellement réapprovisionné par la perte de masse des étoiles évoluées qu'elles abritent. Le gaz d'abord froid, est ensuite réchauffé par des chocs ou par mélange, jusqu'à des températures très élevées. Ce gaz chaud est identifié par son émission dans la bande X. Le temps de refroidissement de ce gaz chaud dans les galaxies elliptiques est assez court, de telle manière que des courants de refroidissement peuvent s'établir, similaires à ce que l'on peut observer autour des galaxies centrales d'amas. En marge de ces deux cas extrêmes des galaxies elliptiques isolées dans les amas, et des galaxies géantes centrales, il y a les galaxies au centre de groupes plus pauvres, pour lesquelles les quantités de gaz d'origine interne (perte de masse des étoiles) et d'origine externe (accrétion de gaz intergalactique) sont comparables.*

*Autour de certaines galaxies elliptiques, il a été découvert du gaz chaud à  $10^7$  K dont le temps de refroidissement est inférieur au temps de Hubble. Des processus semblables aux courants de refroidissement au coeur des amas sont donc attendus dans autour de galaxies elliptiques. Thomas et al. (1986) et plus récemment Buote & Canizares (1997) ont étudié l'émission X du gaz autour de galaxies de type précoce grâce à des observations des satellites Einstein et ASCA. Les taux de déposition de masse estimés sont de l'ordre de  $0.02\text{--}3M_{\odot}/\text{an}$  dans le  $\sim\text{kpc}$  central d'après les premiers auteurs, et même un peu plus selon les seconds. Ces preuves de la présence d'un courant de refroidissement sont renforcées par la détection de la raie d'émission OVI dans la galaxie NGC 4636 (Bregman et al., 2001), conduisant à un taux de déposition de masse de  $0.3M_{\odot}/\text{an}$ . La présence d'émission nébulaire dans l'optique a été mise en évidence autour de plusieurs galaxies elliptiques sélectionnées pour leur luminosité X (Shields, 1991). L'existence d'une relation statistique entre les luminosités en X et en  $H_{\alpha}$  est ambiguë, mais possible (Goudfrooij & Trinchieri, 1998b) : les filaments optiques observés dans NGC 5846 coïncident avec les régions d'émission du gaz X. Cela supporte l'idée d'une possible association entre les deux phases du gaz comme pour les galaxies centrales d'amas avec cooling flow.*

*La présence de gaz froid, dans ces galaxies de type précoce, a été mise en évidence par Bregman & Hogg (1988), qui ont détecté de l'hydrogène neutre HI en émission dans la galaxie NGC 4406. Cette émission est piquée au centre, et ne montre pas de trace de rotation du gaz. La meilleure interprétation pour expliquer la présence de ce gaz est celle de l'existence d'un courant de refroidissement. Cependant le HI n'est pas détecté NGC 4472 et NGC 5846, ce qui suggère que des processus de réchauffement (par des supernovae) pourraient modifier le taux de déposition de masse et donc réduire la quantité de matière déposée. Braine et al. (1997) et Bregman & Hogg (1988) ont tenté, sans succès, de détecter*

Source	$\dot{M}_X$ ( $M_\odot/\text{yr}$ )	$r_{\text{cool}}$ (kpc)	$\dot{M}_{\text{beam}22''}$ ( $M_\odot/\text{yr}$ )	$M(\text{H}_2)_{\text{beam}22''}$ ( $10^8 M_\odot$ )
NGC 499	45.9	53.35	2.87	2.87
NGC 4406	4.70	30.85	0.026	0.026
NGC 4472	1.94	23.0	0.056	0.056
NGC 4636	5.61	28.07	0.16	0.16
NGC 5846	9.40	38.07	0.34	0.34
NGC 7619	17.5	38.92	1.30	1.30

**TAB. 2.2:** Masse de gaz moléculaire attendue d'après les taux de déposition de masse évalués par Buote & Canizares (1997) pour 6 galaxies elliptiques.

la présence de gaz moléculaire à travers l'observation des raies d'émission du CO (le rms atteint par les instruments à l'époque était alors de 10mK).

### 2.5.2 Etude pour 6 galaxies elliptiques

Nous avons étudié la possibilité d'observer des galaxies elliptiques, sélectionnées pour leur taux de déposition de masse relativement élevés (d'après les observations d'ASCA par Buote & Canizares (1997)). Les taux de déposition de masse  $\dot{M}_X$  ont été évalués à l'intérieur du rayon de refroidissement ( $r < r_{\text{cool}}$ ). On s'attend à ce que le taux de déposition de masse varie comme  $\dot{M}_X \propto r$  (Sarazin, 1988). Les taux de déposition de masse attendus dans la région couverte par le lobe primaire du télescope de 30m de l'IRAM ont été évalués. La quantité de gaz moléculaire attendue dépend du temps caractéristique de transformation du gaz en étoiles. Ce temps est supérieur au temps de chute libre du gaz ( $10^6$  ans), car le chauffage des étoiles jeunes et la présence possible de champ magnétique ont tendance à augmenter la durée de vie d'un nuage moléculaire. En prenant  $t_{\text{trans}} = 10^8$  ans, en accord avec l'estimation de Braine et al. (1997) et Bregman & Hogg (1988), la quantité de gaz moléculaire attendue dans le lobe primaire du télescope de 30m a été estimée, voir tableau 2.2.

### 2.5.3 Un phénomène de faible amplitude

On peut constater que les quantités de gaz moléculaire qui pourraient avoir été déposées par un courant de refroidissement sont très faibles. On s'attend par ailleurs, à ce que les quantités de gaz froid provenant des interactions passées entre une galaxie elliptique et d'autres galaxies, soient beaucoup plus grandes (Georgakakis et al., 2001; Knapp & Rupen, 1996).

Les courants de refroidissement sont des phénomènes qui ne se limitent pas aux galaxies centrales d'amas. L'accrétion de gaz intra-amas a sans doute lieu aussi autour des galaxies elliptiques comme le montre les observations dans la bande X. Cependant, il reste difficile à l'heure actuelle de pouvoir identifier le composant froid des courants de refroidissement autour des galaxies elliptiques comme cela a pu être fait au centre des amas de galaxies.

*L'amplitude du phénomène de cooling flow est effectivement gigantesque dans les amas de galaxies, alors qu'il est marginal pour les galaxies elliptiques d'amas.*

## 2.6 Conclusions

*L'observation des courants de refroidissement dans le domaine millimétrique a permis de montrer l'existence de gaz moléculaire au centre de certains amas de galaxies. Les cibles ont été choisies pour leur taux de déposition de masse élevés d'une part et leur forte luminosité dans la bande  $H_\alpha$  d'autre part. Les émissions détectées sont très faibles, à la limite du niveau de bruit atteint, pourtant très bas. Un critère de selection strict a donc été établi pour distinguer trois catégories de signal : les détections, les possibles détections et les non détections. Suivant ces critères, le résultat est qu'entre six et dix sources parmi les 32 amas observés, émettent dans les raies du monoxyde de carbone. Il y a donc du gaz moléculaire au centre de certains amas de galaxies abritant un courant de refroidissement. Les masses de gaz moléculaire correspondantes ont ensuite été évaluées grâce à un estimateur standard. Elles sont comprises entre  $3.10^8$  et  $4.10^{10} M_\odot$ . Ces masses pourraient être plus élevées encore, si l'on considère que le facteur de conversion  $N(H_2)/I_{CO}$  utilisé est incorrect dans un milieu de faible métallicité comme l'est le gaz inter-galactique. Une estimation plus précise de l'amplitude de masses possibles en fonction de la métallicité du milieu est un travail qui reste à faire. Ces détections sont en accord avec les travaux de Edge (2001) qui affirme avoir détecté l'émission de CO dans 16 amas de galaxies au total. En combinant ces deux travaux, le nombre total de détection s'élève maintenant à 23. Un autre résultat remarquable est la corrélation entre les masses de gaz moléculaire observées et la luminosité dans la bande  $H_\alpha$  des amas. La cause de la présence de ces deux émissions doit donc être commune et probablement liée à la présence d'un courant de refroidissement. Par ailleurs, on peut constater qu'une limite distincte apparaît : les détections de CO ont lieu principalement pour  $L(H_\alpha) > 10^{40} \text{ erg.s}^{-1}$ . Ces résultats soulèvent de nombreuses questions. Quelles sont les principales sources de gaz froid ? Quelle est la part du gaz déposé par le courant de refroidissement et celle du gaz arraché par la cD centrale aux autres galaxies de l'amas ? La mesure du rapport gaz/poussière permettrait d'apporter une forte contrainte sur l'origine du gaz détecté. En effet, si l'origine de celui-ci est le gaz inter-galactique refroidi, on s'attend à obtenir un rapport très élevé, puisque la poussière ne peut survivre dans le gaz chaud intra-amas (voir annexe D). La question de l'importance du courant de refroidissement par rapport aux phénomènes de collision, interaction, pression de balayage pouvant extraire le gaz des galaxies environnantes, reste donc posée. La comparaison des taux de déposition de masse avec les quantités de gaz froid effectivement détectées montre que ces deux grandeurs ne sont pas incompatibles, si l'on prend en considération les taux réduits, issus des récentes observations de Chandra et XMM-Newton. Le problème reste aussi de connaître l'âge des courants de refroidissement. Si ceux-ci sont des phénomènes de courte durée ( $< \sim 1 \text{ Gyr}$ ), alors les masses de gaz moléculaire et les taux de déposition de masse sont exactement compatibles. Cependant les colonnes densité d'absorbant de l'émission X sont environ un ordre de grandeur plus grandes que ce que l'on trouve pour  $N(H_2)$ , comme nous le verrons au chapitre 4 pour Abell 1795. La quantité de gaz froid est-elle donc encore plus grande au centre des*

*amas ? Les courants de refroidissement sont-ils des phénomènes de longue durée ou bien connaissent-ils des phases actives et phases de repos liées par exemple à la présence très courante d'un AGN central ? Nombreuses sont les questions ouvertes. Revenons sur le destin du gaz refroidi. Combien de temps les nuages froids peuvent-ils survivre dans le milieu intra-amas, quelle est l'importance des phénomènes d'évaporation et de chauffage du gaz (tel qu'on le constate autour des galaxies elliptiques) ? Quelle est la proportion de gaz qui peut former des étoiles ? Y-a-t-il un biais de l'IMF vers les petites masses ? La tendance actuelle semble raccorder les taux de formation stellaire et les taux de déposition de masse, dont le rapport tend vers l'unité avec la réévaluation, à la baisse, des taux de déposition de masse.*

*Les chapitres suivants portent sur l'étude d'un amas particulier : Abell 1795. Ils apportent un éclairage sur les propriétés très particulières du centre des amas de galaxies en prenant comme exemple Abell 1795. Puis une analyse des données Chandra décrit l'approche du phénomène de courant de refroidissement à partir du domaine des X avant le dernier chapitre qui présente les résultats de la cartographie du gaz moléculaire au centre de cet amas, effectuées grâce à l'interféromètre de l'IRAM.*





# Chapitre 3

## Abell 1795 - Introduction -

### Contents

---

<b>3.1</b>	<b>L'amas de galaxies Abell 1795 . . . . .</b>	<b>74</b>
3.1.1	L'émission dans la bande X . . . . .	74
3.1.2	Une morphologie particulière . . . . .	74
3.1.3	Cinématique de la galaxie centrale . . . . .	74
3.1.4	Le domaine optique . . . . .	77
<b>3.2</b>	<b>La région centrale . . . . .</b>	<b>77</b>
3.2.1	La radio source centrale . . . . .	77
3.2.2	L'émission le long des lobes radios . . . . .	77
<b>3.3</b>	<b>Un milieu multi-phasé . . . . .</b>	<b>80</b>
3.3.1	Une émission du gaz à température intermédiaire . . . . .	80
3.3.2	La présence de gaz moléculaire . . . . .	80

---

## 3.1 L'amas de galaxies Abell 1795

### 3.1.1 L'émission dans la bande X

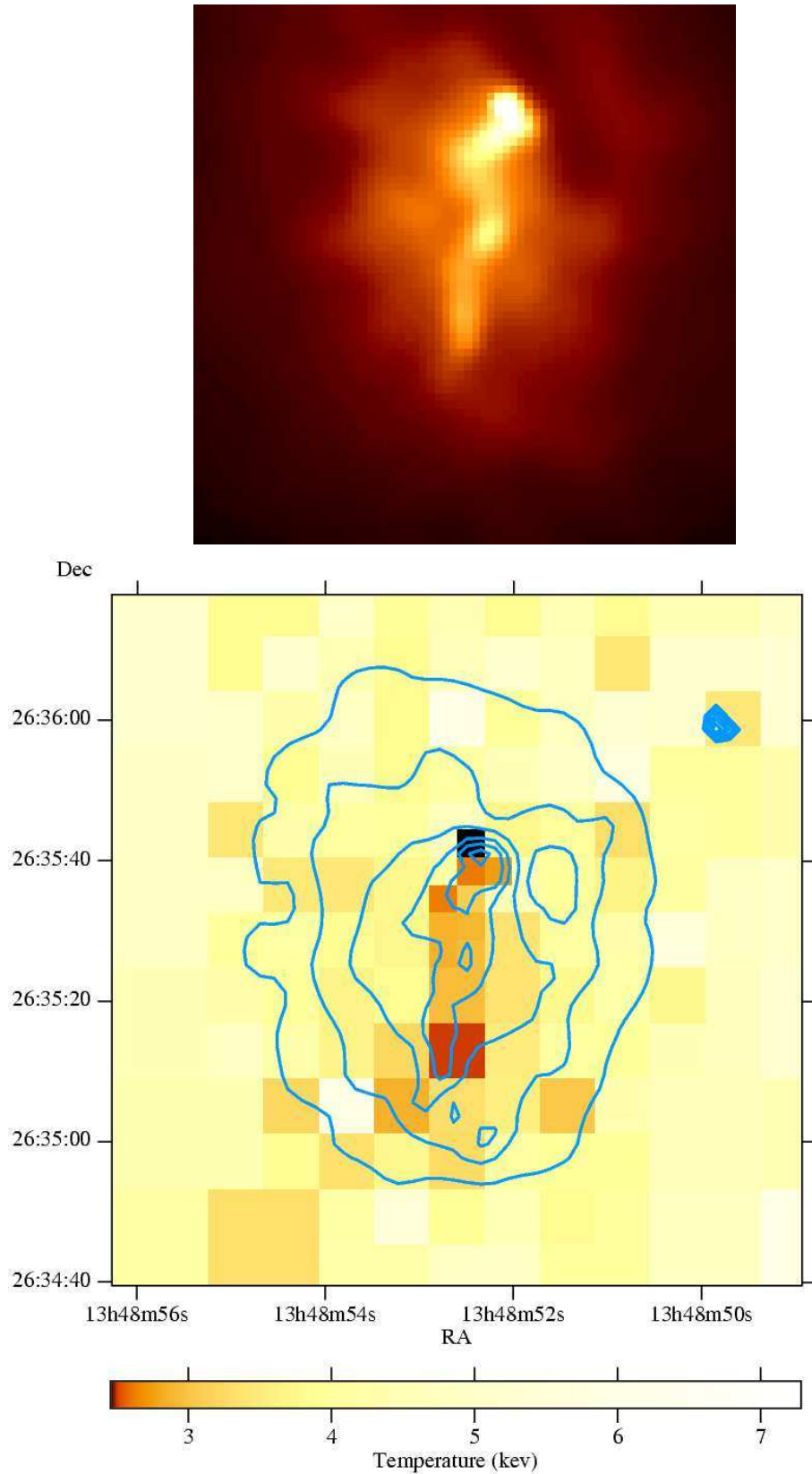
*Abell 1795 est un riche amas de galaxies situé à une distance d'environ 270 Mpc, d'après les mesures optiques de décalage spectral effectuées par Hill & Oegerle (1993). Cet amas très particulier, comme nous allons le voir, a été largement observé dans le domaine des X, mais également aux longueurs d'onde radio et optique. Les observations dans la bande X, avec les satellites Einstein (Jones, 1979), ASCA (Fabian, 1994; Xu et al., 1998), et ROSAT (Briel & Henry, 1996; Allen & Fabian, 1997a; Allen et al., 2001) ont mis en évidence la présence d'un pic dans la brillance de surface au centre de l'amas, interprété par la présence d'un courant de refroidissement établi dans les  $\sim 200$  kpc centraux. Plus récemment, Fabian et al. (2001) ont montré, grâce au satellite Chandra, l'existence d'une structure allongée, orientée suivant un axe Nord-Sud, qui s'étend au sud de la galaxie centrale. Le filament observé dans la bande X, présenté Fig. 3.1, est large de  $\sim 4''$  et long de  $\sim 40''$ . Fabian et al. (2001) présentent également une carte de température le long du filament, qui est reproduite sur la figure 3.1. Le temps de refroidissement le long du filament est plus court que dans le reste du centre de l'amas (de l'ordre de  $\sim 3 \cdot 10^8$  ans) et le taux de déposition de masse dans le filament est estimé autour de  $\sim 10 M_{\odot}/\text{an}$ . Par ailleurs, les récentes observations par le satellite XMM-Newton (Tamura et al., 2001) d'Abell 1795 présentent le même résultat que pour un grand nombre d'amas (Peterson et al., 2003) : l'absence de traceur de gaz à des températures inférieures à 1keV.*

### 3.1.2 Une morphologie particulière

*Nous avons vu dans les chapitres précédents l'importance que revêt, pour les scénarios de courants de refroidissement multiphasés, la découverte d'inhomogénéités dans les cartes d'émission X. Le cas d'Abell 1795 est singulier par la morphologie de la structure apparente dans le domaine de hautes énergies. En effet, le filament n'est pas centré autour de la galaxie cD et son extension dépasse les quelques secondes d'arc centrales au sein desquelles siègent, dans la majeure partie des cas, les inhomogénéités identifiées par le satellite Chandra dans plusieurs autres amas (Bayer-Kim et al., 2002; Fabian et al., 2003; Sanders & Fabian, 2002). La galaxie située au Nord du filament est probablement en oscillation dans le puits de potentiel de l'amas, et le filament observé pourrait être dû au gaz intra-amas se refroidissant de façon privilégiée le long de la trajectoire de la galaxie.*

### 3.1.3 Cinématique de la galaxie centrale

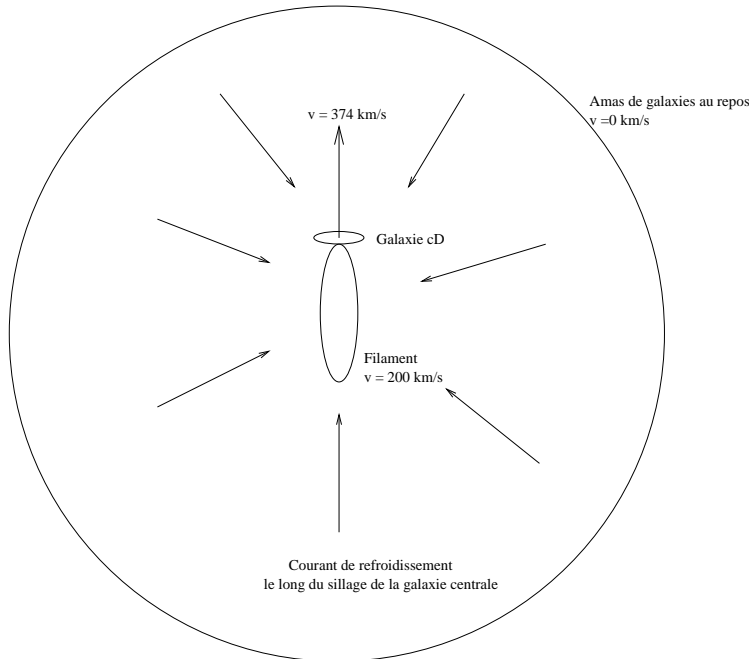
*La galaxie centrale (RA : 13h48m52.4s, Dec : +26°35'34", J2000) n'est pas au repos au coeur de l'amas. Elle possède une vitesse particulière d'environ 365 km/s dans le référentiel de l'amas au repos (Hill et al., 1988). Cette vitesse est réduite à 150 km/s d'après Oegerle & Hill (1994). Cependant, la vitesse particulière de la cD est de l'ordre de  $\sim 374$  km/s lorsque le calcul de la vitesse moyenne des galaxies de l'amas ne tient compte que des  $\sim 200$  kpc centraux. Les auteurs proposent un scénario selon lequel un sous-amas aurait fusionné avec l'amas principal pour expliquer cette différence de vitesse moyenne entre*



**FIG. 3.1:** En haut : Image d'Abell 1795 dans la bande X, obtenue par le satellite Chandra, (Fabian et al., 2001). On distingue le filament allongé suivant la direction Nord-Sud. En bas : Carte de température du centre de l'amas Abell 1795, d'après des observations du satellite Chandra, (Fabian et al., 2001)

*l'intérieur et l'extérieur de l'amas. En considérant que l'amas n'est pas relaxé à grande échelle, nous ne prendrons en compte que la partie centrale de l'amas correspondant à l'intérieur du rayon de refroidissement (200 kpc). Par la suite, nous considérerons donc la vitesse de la galaxie par rapport aux 200 kpc centraux. D'après l'analyse des données Chandra par Ettori et al. (2002a), le centroïde de l'émission X ne coïncide pas avec la position de la galaxie, mais se trouve plutôt dans le filament, à environ 15" au sud de la galaxie, ce qui soutient l'idée de l'existence d'un mouvement oscillatoire de la galaxie autour du centroïde de l'émission X.*

*L'interprétation la plus probable pour expliquer ce filament a été proposée par Fabian et al. (2001). Le filament pourrait être un "Cooling wake", c'est-à-dire un refroidissement du gaz intra-amas très efficace dans le sillage de la galaxie centrale. En effet, à grand rayon ( $> \sim 100 \text{ kpc}$ ), le gaz chaud, dont la densité est plus faible que dans la région centrale et dont le temps de refroidissement est assez long ( $\sim 10^9 \text{ ans}$ ), pourrait voir le potentiel gravitationnel de la galaxie en oscillation comme une ligne représentant la trajectoire de celle-ci. Ce serait donc le long de ce filament que le gaz se refroidirait plus vite qu'ailleurs au centre de l'amas. Ainsi, on s'attend à ce que le gaz se refroidisse dans l'amas et à la vitesse de l'amas puis soit accrété par la galaxie centrale. Le filament trace donc le gaz qui s'est refroidi le long de la trajectoire de la galaxie.*



**FIG. 3.2:** Cooling wake : Scénario selon lequel le gaz dans le filament émettant dans la bande X serait issu d'un courant de refroidissement plus actif le long du sillage de la galaxie : une ligne où la densité moyenne est plus grande que dans le reste de l'amas et où le refroidissement radiatif est plus efficace.

### 3.1.4 Le domaine optique

*La présence de nébulosités optiques émettant dans la raie  $H_\alpha$  au coeur de l'amas est mise en évidence au centre d'Abell 1795. Le gaz observé dans ces raies d'émission (Cowie et al., 1983; van Breugel et al., 1984; Cowie, 1985; Hu et al., 1985; Heckman et al., 1989; Anton, 1993) est situé autour de la galaxie centrale, mais également le long d'un filament coïncidant avec la structure identifiée dans la bande X, comme le montrent les figures 3.1 et 3.3. La luminosité  $H_\alpha + [NII]$  est de l'ordre de  $10^{41} \text{ erg.s}^{-1}$ , environ un ordre de grandeur inférieur à la luminosité X. A l'intérieur du filament, en revanche, les régions émettrices en X et en  $H_\alpha$  ne sont pas exactement coïncidentes. Le filament est aussi identifié à travers l'excès d'émission bleue (McNamara et al., 1996c), qui d'après les auteurs est due la présence d'étoiles jeunes le long du filament sous la forme de petits condensats aussi détectés en UV (Mittaz et al., 2001) le long de la possible trajectoire de la galaxie. La figure 3.3 montre la dynamique du gaz détecté en  $H_\alpha$ . Les vitesses indiquées sont celles estimées dans le référentiel de la galaxie au repos. L'ensemble du filament est à une vitesse de  $\sim -150 \text{ km/s}$  par rapport à la vitesse de la galaxie. On peut voir, par ailleurs, qu'au Nord-Ouest de la cD, le gaz optique est à une vitesse de  $-350 \text{ km/s}$  par rapport à la galaxie centrale.*

## 3.2 La région centrale

### 3.2.1 La radio source centrale

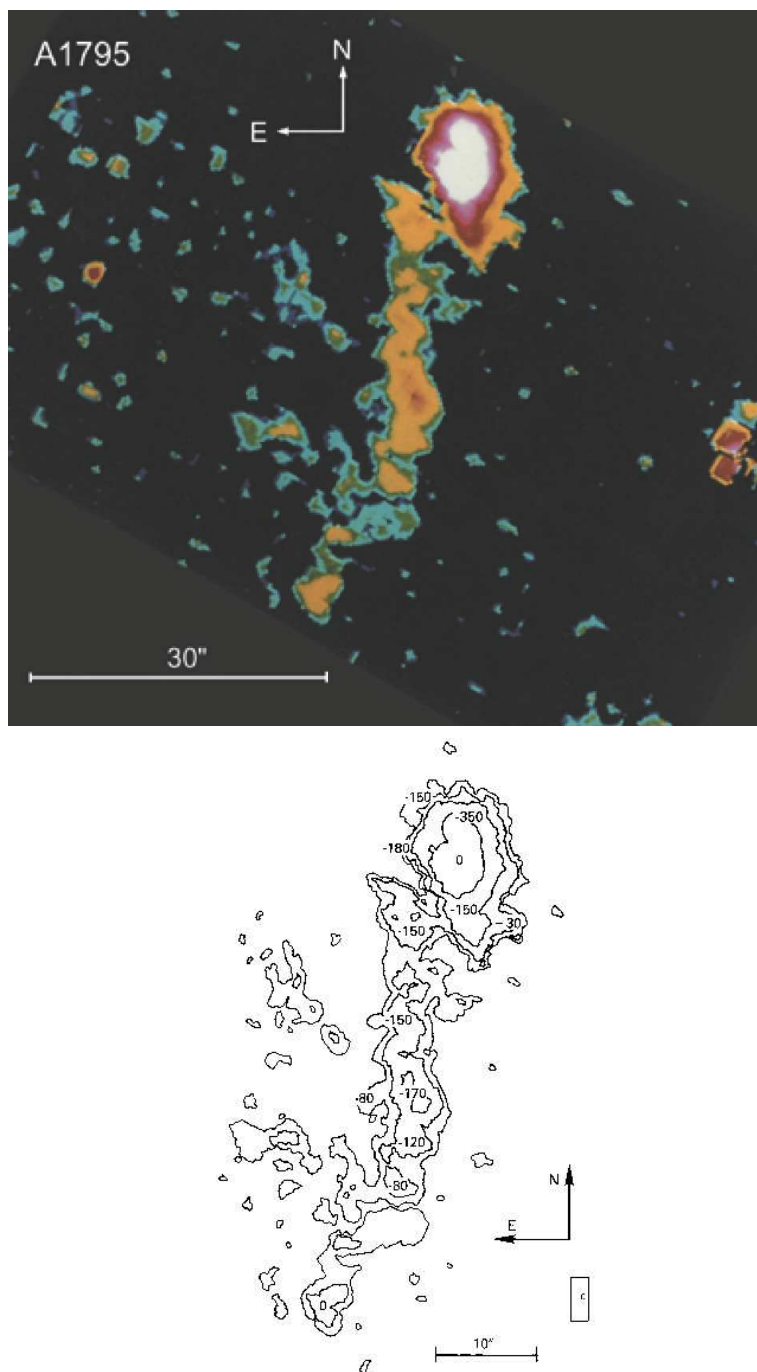
*La galaxie centrale abrite une source radio 4C+26.42 de type FR I (Ge & Owen, 1993). Deux jets radios sont identifiés, qui présentent une courbure de  $90^\circ$  comme le montrent les images des lobes radio sur la figure 3.4<sup>1</sup>. Les lobes ont probablement été détournés par la présence d'une quantité suffisante de matière accumulée au Nord-Est et au Sud-Ouest de la source centrale.*

### 3.2.2 L'émission le long des lobes radios

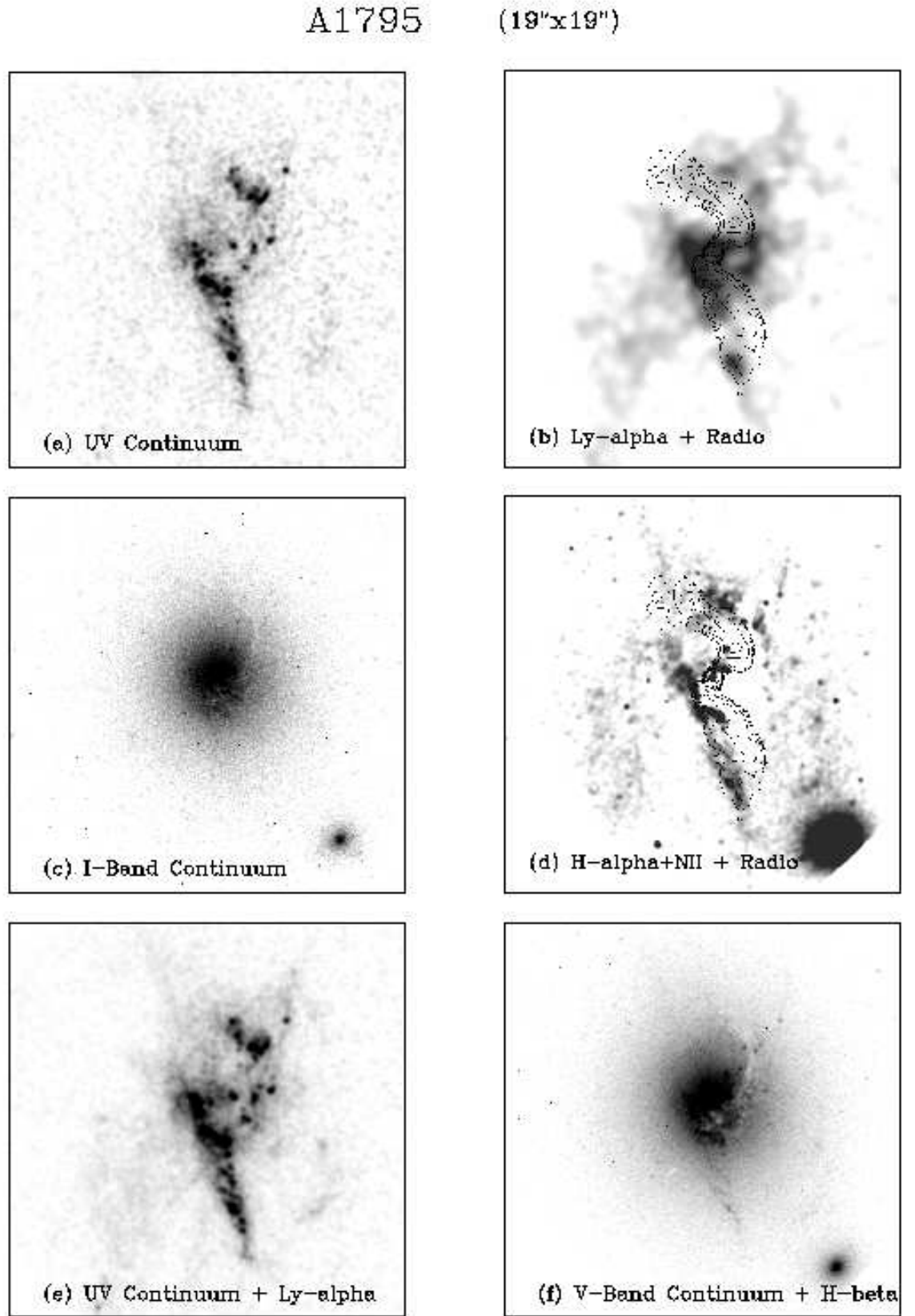
*Le pic d'émission dans la bande X ne coïncide pas avec la position de la radio source centrale, mais se situe à environ  $5''$  au Nord de celle-ci et coïncide avec le pic d'émission en  $H_\alpha$ . L'émission nébulaire détectée autour de la galaxie centrale se trouve le long des lobes radios (van Breugel et al., 1984). C'est là également qu'ont été détectées des régions d'émission en  $Ly_\alpha$  (O'dea, 2003, Charlottesville conférence) et dans le domaine UV (Smith et al., 1997; Mittaz et al., 2001). La figure 3.4 montre l'ensemble des images obtenues à différentes longueurs d'onde des  $19''$  centrales de l'amas. On peut voir sur la dernière image (en bas à droite) la présence de poussières, mise en évidence par Pinkney et al. (1996). L'excès d'émission bleue, le long des lobes, ne présentant que peu ou pas de polarisation (McNamara et al., 1996c), est sans doute lié à la présence d'une jeune population d'étoiles, ce qui est cohérent avec l'ensemble des données obtenues dans les autres longueurs d'ondes. La formation d'étoiles est probablement accélérée par l'expansion des lobes radios.*

---

<sup>1</sup><http://www.astro.virginia.edu/coolflow/>



**FIG. 3.3:** En haut : Image d'Abell 1795 en  $H\alpha + N[II]$ , (Cowie et al., 1983). L'image est à la même échelle, avec la même orientation que l'image Chandra. En bas : superposé aux contours  $H\alpha$ , le champ de vitesse du gaz, d'après Hu et al. (1985)



**FIG. 3.4:** Images des 19" centrales d'Abell 1795 à différentes longueurs d'ondes. Résultats résumés pour la conférence "The Riddle of cooling flows in galaxies and clusters of galaxies" par O'dea, 2003.



### 3.3 Un milieu multi-phasé

#### 3.3.1 Une émission du gaz à température intermédiaire

Outre l'émission dans la raie  $H_\alpha$ , qui pourrait être due à l'émission de raies de recombinaison du gaz à température intermédiaire, certains indices à d'autres longueurs d'ondes suggèrent l'existence d'un milieu multi-phasé. La détection directe de gaz à une température d'environ  $\sim 3 \cdot 10^5 K$  a été établie par Oegerle et al. (2001b), grâce à des observations du satellite FUSE. Par ailleurs, Mittaz et al. (1998) déclarent avoir détecté un excès d'émission ultra-violet. Mais ce résultat reste fortement débattu aujourd'hui encore et l'origine de ce gaz est probablement non thermique (Durret et al., 2002).

#### 3.3.2 La présence de gaz moléculaire

La détection de l'émission IR des transitions ro-vibrationnelles de  $H_2$  (Falcke et al., 1998; Edge et al., 2002; Wilman et al., 2002) indique la présence d'une grande quantité de gaz moléculaire à une température estimée entre 1000 et 1500 K. La récente détection de l'émission des raies du CO que nous avons obtenue, avec le télescope de 30m de l'IRAM au centre d'Abell 1795 (Salomé & Combes, 2003a), montre l'existence d'une composante encore plus froide. Les taux de déposition de masse dérivés des modèles ajustant les données X dans les  $\sim 22''$  centrales, ne sont pas en désaccord avec les quantités de gaz froid détectées. En effet, les  $4 \pm 0.6 \cdot 10^9 M_\odot$  détectées pourraient avoir été déposées au taux de  $\sim 7.9 M_\odot/\text{an}$  en quelques 4-10  $10^8$  ans, ce qui est très proche du temps de refroidissement du gaz dans cette région.

# Chapitre 4

## Abell 1795 - Analyse spectrale des données Chandra -

### Contents

---

<b>4.1</b>	<b>Un télescope sensible aux rayonnements de hautes énergies .</b>	<b>82</b>
4.1.1	Observations dans la bande X . . . . .	82
4.1.2	Principe de réduction et d'analyse spectrale des données . . . .	85
<b>4.2</b>	<b>Les modèles de spectres d'émission X . . . . .</b>	<b>86</b>
4.2.1	Le rayonnement du gaz intra-amas . . . . .	86
4.2.2	L'absorption dans la bande X . . . . .	89
4.2.3	Déprojection spectrale des données . . . . .	90
<b>4.3</b>	<b>Application à Abell 1795 . . . . .</b>	<b>91</b>
4.3.1	Régions d'extraction des données spectrales dans l'image X . .	91
4.3.2	Résultats - Profils radiaux . . . . .	92
<b>4.4</b>	<b>Conclusions . . . . .</b>	<b>105</b>

---

-----

*Le travail présenté dans ce chapitre se base sur les résultats obtenus par Ettori et al. (2002a). Il comprend la réduction et l'analyse des données Chandra d'Abell 1795. Ce travail a été effectué à l'Institute of Astronomy (IoA, Cambridge UK) dans le cadre d'une bourse européenne EARA. L'objectif était d'appréhender les techniques d'observation et d'analyse de l'émission X des amas de galaxies. Ce chapitre est une présentation de la méthode utilisée pour dériver les valeurs des paramètres importants du gaz intra-amas (température, métallicité, absorption, taux de déposition de masse...). Les résultats présentés ici sont globalement identiques à ceux de Ettori et al. (2002a), les différences dans l'estimation des paramètres proviennent de l'utilisation d'un fichier d'étalonnage des données, plus actuel pour les résultats présentés ici. Nous décrirons d'abord brièvement quelques unes des caractéristiques du satellite Chandra et d'un des instruments embarqués : le spectro-imageur ACIS qui a été utilisé pour observer l'amas Abell 1795. Nous introduirons ensuite des modèles d'émission spectrale dans la bande X qui seront utilisés par la suite pour ajuster les spectres issus des observations X d'Abell 1795 (Fabian 1999).*

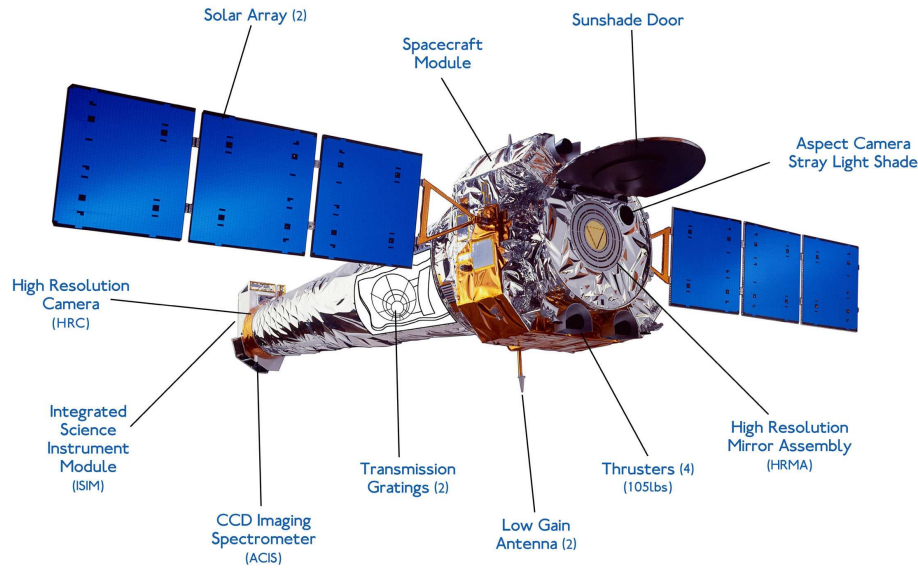
-----

## 4.1 Un télescope sensible aux rayonnements de hautes énergies

### 4.1.1 Observations dans la bande X

#### Le satellite Chandra

*Le satellite Chandra a été lancé le 23 Juillet 1999. C'est la plus importante mission de la NASA dans le domaine de l'astronomie X des dix dernières années. Il permet d'atteindre des résolutions spatiales inférieures à la demi seconde d'arc. A bord, un spectro-imageur permet de combiner les capacités de haute résolution angulaire et les informations spectrales sur les régions étudiées. La résolution spectrale de Chandra est de l'ordre de  $E/\Delta E \sim 1000$  entre 0.4 et 10 keV. Avec XMM-Newton (ESA), lancé le 10 Décembre 1999, et qui présente des capacités complémentaires à Chandra (une meilleure résolution spectrale et une plus grande sensibilité), il constitue la nouvelle génération de télescopes spatiaux dans le domaine des hautes énergies. La trajectoire de Chandra se situe sur une orbite lointaine de la terre. L'atmosphère de la Terre absorbant les rayonnements dans la bande X, il fallait que Chandra soit placé loin de la surface de celle-ci. Le trajectoire de Chandra place le satellite à une distance comprise entre  $\sim 10\,000$  km, au plus proche, et  $\sim 140\,000$  km, au plus loin, de notre planète. Le temps pour effectuer une orbite est d'environ 64 heures. Cela permet d'obtenir des temps d'observations particulièrement longs, pouvant atteindre 52 heures. La durée prévue d'utilisation de Chandra est de 5 années. Nous sommes donc actuellement dans la phase finale d'acquisition de données.*



**FIG. 4.1:** Représentation schématique du télescope X Chandra, d'après le CXC (Chandra X-ray Center).

La figure 4.1 présente les trois principaux modules du satellite : (i) la partie de contrôle de vol, (ii) le télescope et le système de focalisation des rayons X collectés, enfin (iii) le module instrumental, qui contient les détecteurs et les outils de télémétrie. Deux instruments scientifiques sont installés dans le plan focal du télescope, à une distance de 10m des miroirs collecteurs. Il s'agit d'un spectro-imageur : ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) et d'une caméra de grande résolution spatiale : HRC (High Resolution Camera). Le domaine d'énergie observé couvre une bande allant de 0.1 keV jusqu'à 10 keV.

## Le télescope

Le principe des miroirs des télescopes X diffère de celui des télescopes optiques. En effet, les particules de hautes énergies ne peuvent pas se réfléchir en incidence normale, elles sont diffusées. En revanche, la réflexion est possible en incidence rasante, sur des miroirs de surface métallique extrêmement lisse. Pour augmenter la surface collectrice, Chandra est constitué de quatre miroirs emboîtés les uns dans les autres, qui concentrent les rayons X dans le plan focal du télescope, sur les instruments scientifiques, voir figure 4.2.

## Le spectro-imageur ACIS

Nous décrirons ici uniquement les principales caractéristiques du spectro-imageur ACIS, avec lequel a été observé Abell 1795. Une description plus détaillée du fonctionnement des deux instruments scientifiques au foyer du télescope (ACIS et HRC) est disponible sur le site du CXC (Chandra Xray Center) <sup>1</sup>.

<sup>1</sup>[http://cxc.harvard.edu/proposer/POG/pog\\_ps.html/](http://cxc.harvard.edu/proposer/POG/pog_ps.html/)

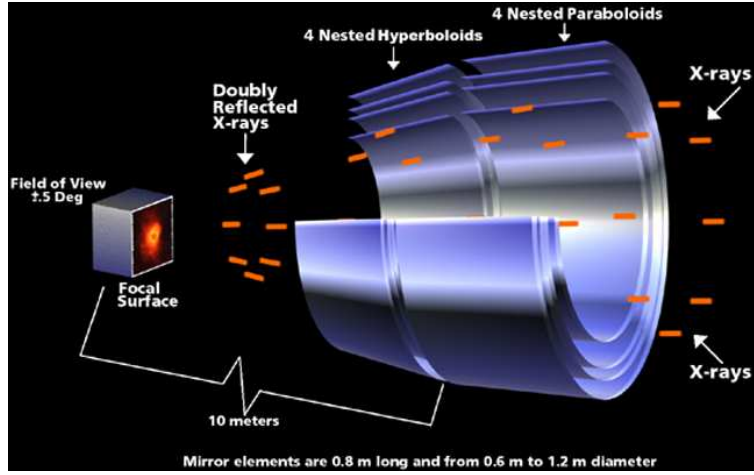


FIG. 4.2: Principe des miroirs collecteurs du rayonnement X, d'après le CXC.

ACIS est un détecteur constitué de 10 CCDs de  $1024 \times 1024$  pixels. Les CCDs sont séparés en deux entités indépendantes : ACIS-I qui est un imageur ( $2 \times 2$  matrices) et ACIS-S qui peut être utilisé en mode imagerie ou spectro-imagerie (6 matrices disposées de façon linéaire). La figure 4.3 donne une représentation du plan focal de l'instrument.

## ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

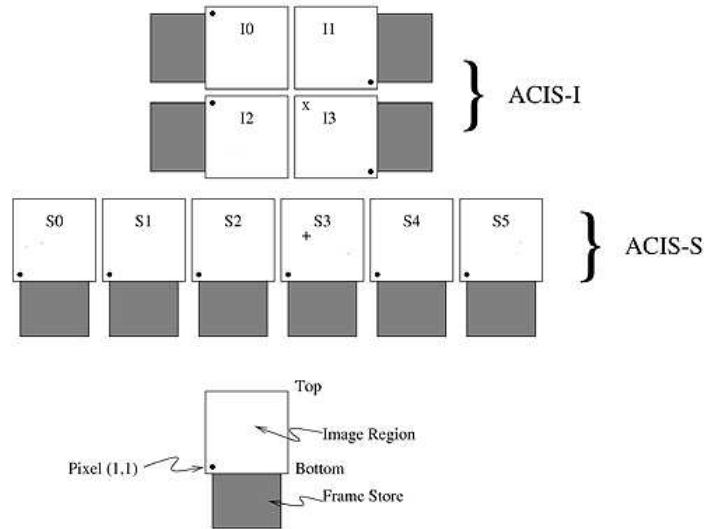


FIG. 4.3: Plan focal du spectro-imageur ACIS, d'après de CXC.

Les observations d'Abell 1795 ont été faites en utilisant le CCD ACIS-S3. La résolution spatiale d'un pixel est de  $0.49''$ . Le champ de vue couvert est de dimension  $8.3' \times 8.3'$ . La sensibilité de l'instrument pour une source ponctuelle dans la bande d'énergie  $0.4-6$  keV est de  $4 \cdot 10^{-15} \text{ erg.cm}^{-2}\text{s}^{-1}$  en  $10^4$  s. Le détecteur est refroidi à une température de  $-120^\circ\text{C}$  pour s'affranchir du bruit thermique. Les CCDs d'ACIS possèdent une partie dite active, qui est exposée au rayonnement incident. Celle-ci permet de créer des charges électriques, par

absorption photoélectrique, qui sont proportionnelles à l'énergie du photon incident. Une seconde partie du CCD est masquée. Elle permet de stocker les charges créées. Le mode opératoire des CCDs est le suivant : La région active est exposée au rayonnement pendant un temps fixe de  $\sim 3.2$  secondes ; A la fin de la phase d'acquisition, les charges créées sont rapidement transférées dans la région de stockage ( $\sim 41$ ms) ; L'exposition suivante débute alors sur la partie active et, simultanément, les données de la zone de stockage sont analysées pour identifier (i) la position et (ii) l'amplitude de chaque événement. Chaque événement est alors placé dans un canal d'énergie appelé PI (Pulse invariant) en fonction de son amplitude.

La détection d'un événement est affectée d'une qualité (ou probabilité), qui dépend de la façon dont la position et amplitude de l'événement répondent à des critères prédéfinis. Ce sont l'amplitude de l'événement et les amplitudes des événements détectés dans les 9 pixels entourant la position de détection centrale, qui déterminent la probabilité d'un événement.

Les données collectées consistent en des séries temporelles d'événements incluant leur position (DETX, DETY), leur canal d'énergie et la qualité de ces événements. Ces données sont enregistrées sur place puis transmises au sol toutes les huit heures pour être contrôlées par le CXC à Cambridge, MA (USA). Le travail de réduction et d'analyse peut alors commencer. Extraire un spectre, en un point ou une région d'une image d'ACIS, consiste à construire un fichier contenant le nombre d'événements détectés dans chaque canal d'énergie (PI).

### 4.1.2 Principe de réduction et d'analyse spectrale des données

#### Extraction de spectres

Lorsqu'un rayon  $X$  est détecté, il faut lui affecter un canal d'énergie. Or, il y a en général plusieurs canaux d'énergie possibles pour représenter l'énergie d'un photon entrant. L'outil permettant de définir la réponse en énergie du détecteur est la matrice RMF (response matrix file). Elle donne la probabilité d'obtenir l'énergie du photon entrant  $E$ , connaissant la valeur du canal d'énergie de l'événement auquel il a été affecté par le détecteur. Le spectre dans la bande  $X$  est construit, nous l'avons dit, en comptant le nombre d'événements détectés dans un canal d'énergie fixé. Supposons alors que le spectre émis par la source soit donné par la fonction  $f(E)$ , le nombre d'événements dans un canal d'énergie PI sera alors :

$$N_{PI} = \int_0^\infty f(E)RMF(PI, E)dE \quad (4.1)$$

Cependant, il n'est pas possible d'inverser directement cette équation pour retrouver  $f(E)$ . La déconvolution n'est pas unique et elle est instable face à de petites variations du PI.

La méthode employée consiste à utiliser la matrice RMF dans un logiciel d'ajustement de spectre. Supposant a priori la forme de l'émission  $X$ , on effectue la convolution de l'équation 4.1 sur un modèle de  $f(E)$ . Le modèle est ensuite comparé aux données et qualifié à l'aide d'un test du  $\chi^2$ . Notons que l'expression donnée par l'équation 4.1 n'est pas exactement la valeur comparée aux données. En effet, il faut également tenir compte de la réponse surfacique du détecteur en fonction de l'énergie. Cette réponse est définie par une

matrice appelée *ARF* (*Ancillary Response File*). Il faut donc connaître la matrice *ARF* pour la multiplier au modèle de spectre (eq. 4.1).

Soit  $N_{PI}$  le nombre  $N_{PI}$  d'événements détectés, à une position donnée, dans un canal d'énergie  $PI$ . Soit  $M_{PI}$  le nombre d'événements prédit par un modèle de spectre dans le même canal d'énergie. La valeur du  $\chi^2$  (cf Annexe E) qui définit la qualité de l'ajustement des données par le modèle est alors donnée par :

$$\chi^2 = \sum_{PI=\min}^{\max} \frac{(N_{PI} - M_{PI})^2}{N_{PI}} \quad (4.2)$$

avec  $\sigma_{PI} = \sqrt{N_{PI}}$  l'écart-type sur le nombre d'événements détectés dans le canal d'énergie  $PI$ , lorsque le nombre d'événements est supérieur ou égal à 20 et qu'il suit donc une loi normale.

La suite de l'analyse consiste à tester différents modèles théoriques d'émission  $X$  du gaz intra-amas. La comparaison des modèles de spectres dans une région particulière est basée sur le principe de minimisation du  $\chi^2$  pour un ensemble de paramètres du modèle.

## 4.2 Les modèles de spectres d'émission $X$

Les modèles d'analyse spectrale présentés ci-dessous font partie de la librairie de modèles implémentés dans le logiciel *XSPEC*. La première version de *XSPEC* a été écrite en 1983, dans le but de traiter les données de la mission *EXOSAT* (ESA). Depuis, ce logiciel<sup>2</sup> est très souvent utilisé pour l'analyse d'observations des satellites  $X$ .

### 4.2.1 Le rayonnement du gaz intra-amas

#### Le rayonnement de freinage

C'est un modèle de spectre de *Bremsstrahlung* thermique. Il est implémenté par la procédure **brems**, qui dépend de deux paramètres : la température du rayonnement  $T(\text{keV})$ , et un paramètre de normalisation  $K = 3.02 \times 10^{-15} / (4\pi D) \int n_e n_i dV$ , avec  $D$ , la distance de la source en cm,  $n_e$  et  $n_i$  les densités volumiques d'ions et d'électrons (en  $\text{cm}^{-3}$ ). La figure 4.4 donne un exemple de spectre généré entre 0.1 et 10 keV pour un gaz de température 6 keV.

#### Le modèle MEKAL

Ce modèle permet de reproduire l'émission dans le domaine des hautes énergies du gaz chaud intra-amas. Il est basé sur les calculs de Mewe et Kaastra pour l'émission du gaz diffus, et les calculs de Liedhal pour la modélisation de l'émission de la raie du fer Fe-L. Ce modèle permet de représenter l'émission isotherme d'un plasma homogène et optiquement fin. Outre l'émission continue du rayonnement de freinage, il tient compte de l'émission des raies de nombreux éléments. Rappelons que la contribution des raies

<sup>2</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xanadu.html>

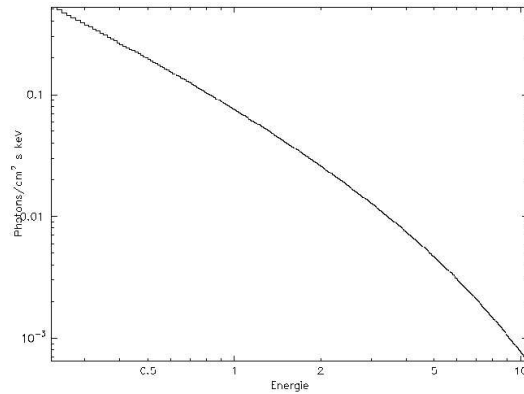


FIG. 4.4: Modèle de Bremsstrahlung thermique,  $T=6\text{keV}$

est plus importante lorsque la température du gaz est basse (typiquement, en dessous de  $2\text{keV}$ ), voir figure 4.5. Elle croît aussi, bien entendu, avec la métallicité du milieu. Les paramètres du modèle **mekal** sont : la température  $T$  du gaz en keV, sa densité volumique d'hydrogène  $n_H$ , l'abondance  $Z$  des éléments métalliques (C,N,O, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, S, Cl, Ar, Ca, Fe, Ni), le décalage spectral  $z$  de la source, et un facteur de normalisation  $K=10^{-14}/(4\pi(1+z)^2 D_A) \int n_e n_H dV$ .  $D_A$  est la distance angulaire de la source,  $n_e$  la densité volumique d'électrons, et  $n_H$  la densité volumique d'hydrogène. Les spectres peuvent être évalués pour chaque température, ou bien interpolés à partir d'une table de valeurs déjà calculées. Il existe une variante de ce modèle, nommée **vmekal**, qui permet de paramétrer les abondances de chacun des éléments métalliques indépendamment pour une analyse spectrale plus fine.

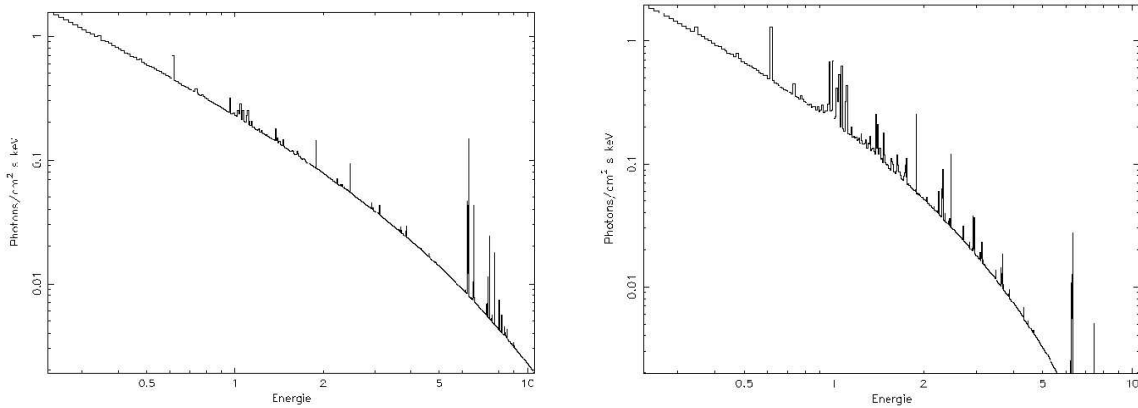


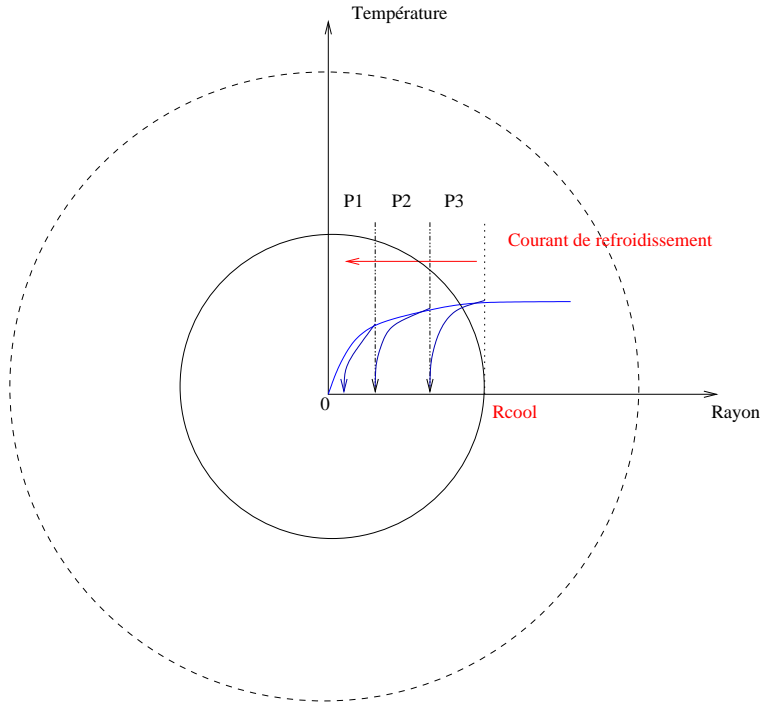
FIG. 4.5: Modèle de type mekal, pour deux températures du gaz. A gauche,  $T=6\text{keV}$ , à droite  $T=2\text{keV}$ . Les autres paramètres sont identiques, la métallicité est fixée à  $0.3 Z_\odot$ .

### L'émission du courant de refroidissement

Pour modéliser la contribution de l'émission X due à la présence d'un courant de refroidissement, nous avons utilisé un modèle de gaz intra-amas dit multiphasé.



Séparons le gaz intra-amas en plusieurs coquilles  $C$  concentriques. Le modèle multi-phasé suppose que dans une coquille  $C_i$  donnée, le gaz peut se refroidir depuis sa température  $T_{\max}(C_i)$  jusqu'à 0 keV. Différentes phases du gaz coexistent donc avec des températures et des densités différentes dans  $C_i$ . C'est pourquoi on appelle ce modèle 'multiphasé'. En plus du courant de refroidissement drainant le gaz vers le centre de l'amas, une grande partie du gaz peut sortir du flot et être déposée à grand rayon. Le profil de luminosité du courant de refroidissement peut être construit comme l'émission de l'ensemble des coquilles dont chacune d'elle est composée d'un grand nombre de phases homogènes. Dans chaque



**FIG. 4.6:** Schéma de principe du scénario de courant de refroidissement inhomogène (cooling flow isobare), supposant un milieu intra-amas multi-phasé.

coquille, le spectre du courant de refroidissement tient compte de la contribution du gaz se trouvant à toutes les températures depuis  $T_{\max}$  jusqu'à 0 keV, voir figure 4.6. La quantité de gaz émettant à une température donnée dépend de la façon dont le gaz se refroidit à chaque température. Elle est contrôlée par la fonction de refroidissement du gaz  $\Lambda(T)$ . Supposons un volume  $dV$  du gaz intra-amas (dans une coquille), d'une densité  $n$ , qui se refroidit de la température  $T$  à la température  $T-dT$ . Supposons que ce gaz est en équilibre de pression avec le gaz environnant : le refroidissement a lieu à pression constante ( $P1$ ,  $P2$  ou  $P3$ ) dans une coquille donnée. La luminosité totale du gaz dans cette coquille est alors donnée par :

$$dL_{\text{cool}} = n_e n_H \Lambda(T) dV \quad (4.3)$$

qui est aussi égale à :

$$dL_{\text{cool}} = n_e n_H \Lambda(T) dV = \frac{2}{5} \frac{\dot{M}}{\mu m_H} k dT \quad (4.4)$$

où  $\dot{M}$  est le taux de déposition de masse,  $\mu$  la masse moléculaire moyenne du gaz et  $m_H$  la masse atomique de l'hydrogène. C'est l'expression de l'enthalpie du gaz qui s'est refroidi. Elle tient compte de l'énergie interne du gaz, mais aussi du travail des forces de pression dues au flot de gaz entrant et sortant du volume  $dV$ . L'expression de la luminosité émise à la fréquence  $\nu$  par le gaz refroidi est :

$$dL_{cool}(\nu) = n_e n_H \epsilon_\nu dV \quad (4.5)$$

avec  $\epsilon_\nu$  l'émissivité à la fréquence  $\nu$ . Ces trois équations permettent de définir le spectre d'émission dû au courant de refroidissement en fonction de deux paramètres seulement, qui sont le taux de déposition de masse et la température maximum du gaz :

$$L_{cool}(\nu) = \frac{5k}{2\mu m_H} \dot{M} \int_0^{T_{max}} \frac{\epsilon_\nu}{\Lambda(T)} dT \quad (4.6)$$

En résumé, le spectre du refroidissement dans ce modèle est la somme des émissivités du gaz à chaque température, pondérées par l'inverse de la fonction de refroidissement à cette température. Le taux de déposition de masse apparaît comme un facteur de normalisation du spectre. Notons que la métallicité du gaz intervient de façon implicite ici puisqu'elle influence la fonction de refroidissement à une température donnée. C'est donc un troisième paramètre libre du modèle. Ce modèle **rijcool** (Johnstone et al., 1992) n'est pas disponible directement dans *XSPEC*. Il nous a été gracieusement fourni par R. Johnstone (IoA, Cambridge).

## D'autres modèles

Il existe de nombreux autres modèles permettant d'analyser l'émission spectrale dans les hautes énergies (lois de puissance, chocs). Nous ne décrivons ici qu'une très petite partie de l'ensemble des possibilités de *XSPEC*. Plus de détails, sur le fonctionnement et les potentialités d'*XSPEC* sont disponibles sur le site de l'HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center). <sup>3</sup>.

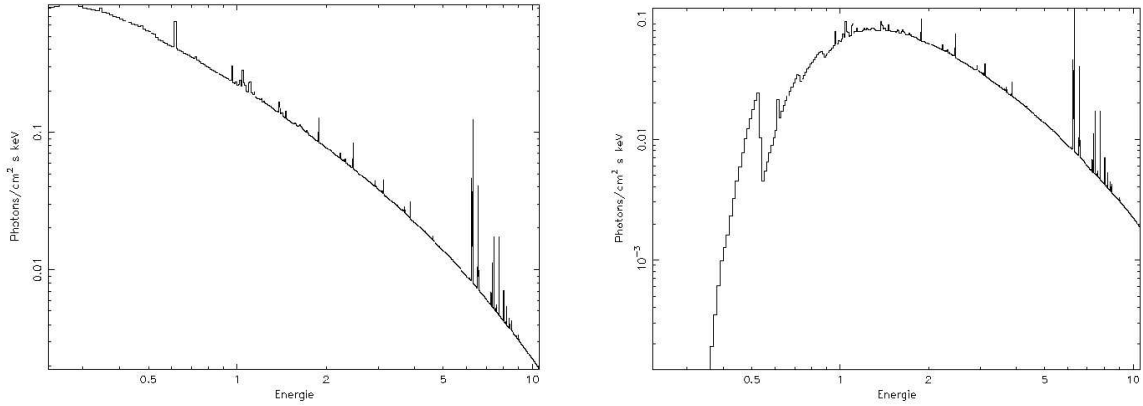
### 4.2.2 L'absorption dans la bande X

Les modèles d'émission présentés plus hauts sont additifs. Il est donc possible de modéliser la contribution de plusieurs sources pour ajuster au mieux les données. A cette bibliothèque de modèles additifs, s'ajoute un ensemble de modèles multiplicatifs pouvant rendre compte notamment des phénomènes d'absorption. Nous avons utilisé essentiellement deux modèles, **tbabs** et **ztbabs**, qui sont basés sur le modèle de Tuebingen-Boulder d'absorption par le milieu interstellaire. Ce modèle calcule la section efficace totale d'absorption dans la bande X comme la somme des sections efficaces atomique, moléculaire et des grains du milieu intercalé entre la source et l'observateur. La section efficace totale est ensuite normalisée par la colonne densité totale du milieu absorbant :

$$I_{obs}(E) = e^{\sigma_{tot}(E)N_H} I_{source}(E) \quad (4.7)$$

Plus de détails sont donnés par Wilms et al. (2000). Les paramètres libres du modèle sont la colonne densité  $N_H$  ( $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ) équivalente et le décalage spectral du milieu absorbant.

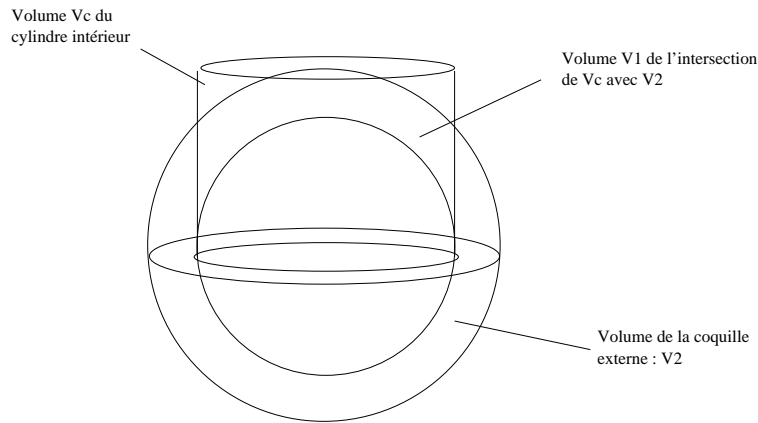
<sup>3</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/>



**FIG. 4.7:** Modèles de type mekal comme précédemment ( $T=6$  keV) mais avec absorption. A gauche : la colonne densité équivalente est  $N_H=1.2 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$ . A droite,  $N_H=0.5 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ .

### 4.2.3 Déprojection spectrale des données

Cette procédure a pour but de tenir compte de la géométrie à trois dimensions de la source émettrice. Ce modèle permet de reproduire l'émission observée à deux dimensions (anneaux elliptiques) en considérant la contribution de l'émission des couches extérieures. Le principe est le suivant. Dans un premier temps, on définit des régions concentriques d'extraction de spectres. Ensuite, on ajuste un modèle aux données de l'anneau le plus à l'extérieur. Cela permet d'obtenir les meilleurs paramètres du modèle dans la couche extérieure. L'étape suivante consiste à ajuster le modèle dans l'anneau adjacent intérieur. Pour tenir compte de l'émission de la couche externe, une partie de l'émission due à la couche externe est retirée à l'émission de la couche interne.



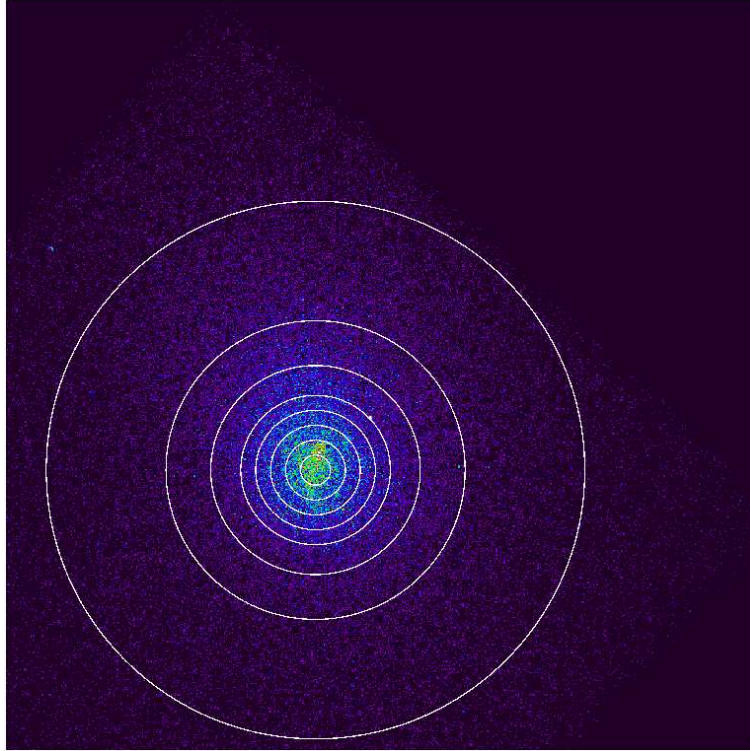
**FIG. 4.8:** Schéma illustrant la méthode de déprojection utilisée dans *projct*.

Concrètement, à chaque fréquence, on soustrait aux données de la couche intérieure, un nombre d'événements proportionnel à celui déduit de l'ajustement de la couche supérieure. Le facteur de proportionnalité est défini par le rapport du volume  $V_1$  d'un cylindre de grand axe et petit axe définis par ceux de l'anneau intérieur, sur le volume de la coquille

extérieure  $V_2$  comme illustré sur la figure 4.8.

### 4.3 Application à Abell 1795

Nous allons maintenant présenter les résultats de l'analyse spectrale des données dans la bande  $X$  appliquée à Abell 1795. Ce travail concerne le traitement et l'analyse d'observations du satellite Chandra, obtenues par A.C Fabian et effectuées le 20 Décembre 1999 avec l'instrument ACIS-S3, FP-120° C. L'image obtenue avec un temps de pose de 19627



**FIG. 4.9:** Abell 1795 observé par ACIS-S3 sur le satellite Chandra, image de  $\sim 200'' \times 200''$  obtenue dans la bande [0.1-10 keV] par Fabian 1999.

secondes est présentée sur la figure 4.9.

#### 4.3.1 Régions d'extraction des données spectrales dans l'image X

Cette image couvre une région de  $\sim 650 \text{ kpc} \times 650 \text{ kpc}$ . Le centre de l'émission  $X$  se situe aux coordonnées J2000 : RA 13h48m52.54 ; Dec  $26^\circ 35' 25.3''$ , c'est-à-dire environ  $10''$  au sud de la position optique de la galaxie cD. Nous avons extrait les spectres intégrés dans huit anneaux concentriques, qui sont superposés sur la figure 4.9. Les données ont été traitées avec le logiciel de réduction de données de Chandra : CIAO 2.1<sup>4</sup>. La procédure d'extraction des spectres a aussi été effectuée dans une image du fond du ciel correspondant

<sup>4</sup><http://cxc.harvard.edu/ciao/>

aux mêmes régions du détecteur (dans les huit anneaux concentriques) pour que les spectres du fond de ciel puissent être soustraits aux spectres de l'image. Cela suppose que le fond de ciel dans l'image est proche du fond de ciel effectivement mesuré. Cependant, cette méthode permet d'avoir la même réponse surfacique du détecteur pour l'image que pour le fond. Les spectres ont été groupés pour s'assurer d'avoir au minimum 20 événements par canal d'énergie, de manière à ce que le test du  $\chi^2$  puisse être valide (cf. Annexe E)

Les données ont été étalonnées à l'aide du fichier d'étalonnage CALDB2.3. Les événements ponctuels de forte intensité dans l'image du fond de ciel et dans l'image ont été retirés. Les matrices de réponses 'RMF' et 'ARF' ont été construites pour chaque région d'extraction. La bande d'énergie étudiée couvre l'intervalle  $[0.5-7.0]$  keV pour limiter les effets de mauvais étalonnage dans les basses énergies de la bande X (soft X-ray) ainsi que la contribution des rayons cosmiques, qui dominent l'émission du fond au-dessus de 5 keV.

Un exemple (figure 4.10) montre les spectres obtenus dans chacune des huit régions. Sur ces graphes, sont superposés des modèles d'émission de type `tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))`. Ces modèles ont été ajustés pour représenter au mieux les données au décalage spectral d'Abell 1795. On peut constater que la contribution du courant de refroidissement est assez faible. C'est dans la région autour de 1 keV, là où le spectre est dominé par l'émission du complexe de raies Fe-L, que l'importance du courant de refroidissement est la plus forte. De plus, on peut voir sur le tracé des résidus (au dessous de chaque spectre), un déficit de points à basse énergie, qui dénote la présence d'absorption de l'émission X.

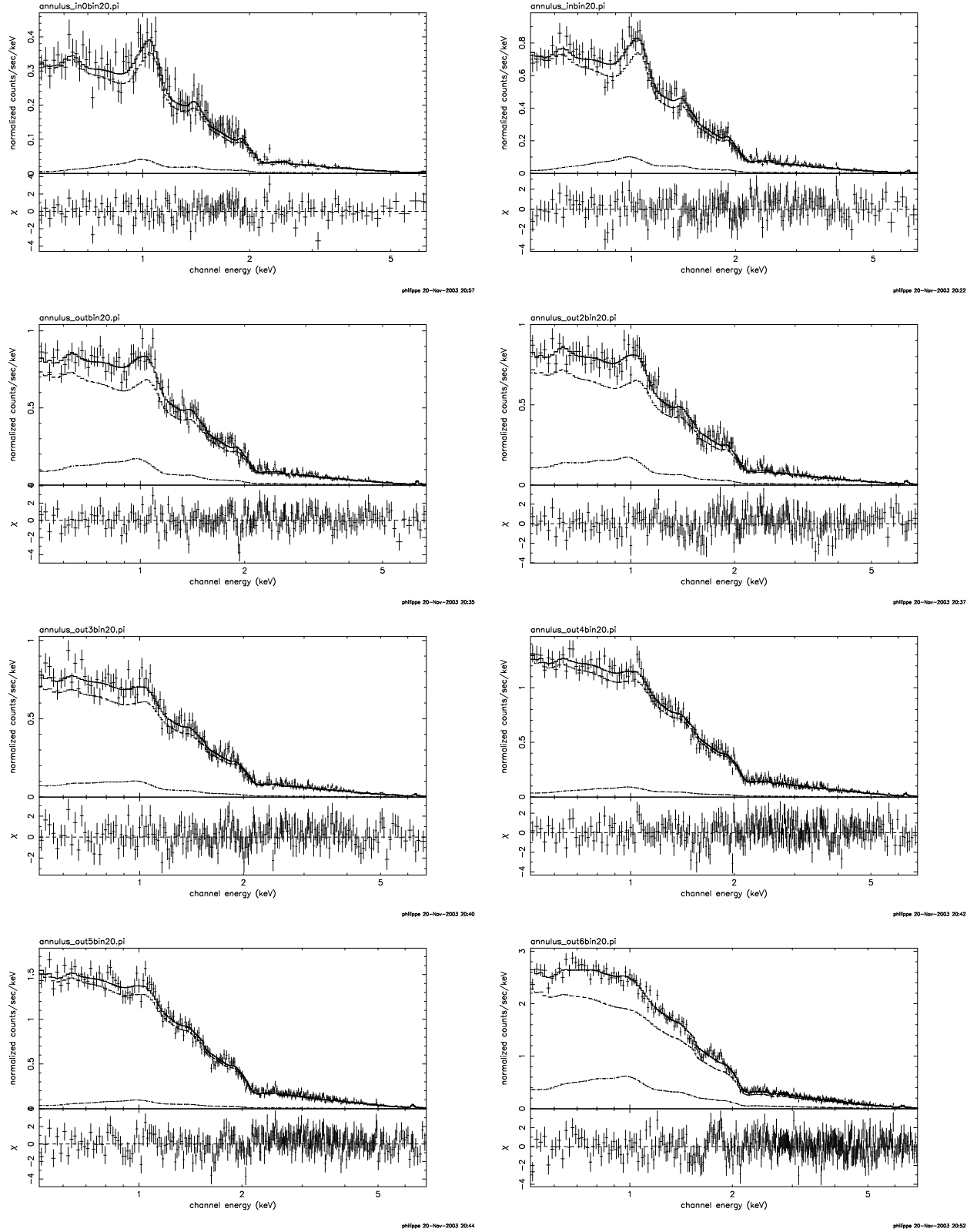
### 4.3.2 Résultats - Profils radiaux

#### Modèle de température unique

Le premier modèle qui a été comparé aux données de la bande X est un modèle à température unique, de type **mekal**. Les paramètres libres du modèle sont (i) la température du gaz, (ii) sa métallicité et (iii) la colonne densité équivalente d'hydrogène. L'absorption galactique en direction de la source est connue. Elle est estimée à  $0.012 \cdot 10^{22}$ . Le tableau 4.1 présente les résultats obtenus pour les meilleurs ajustements dans chacune des huit régions étudiées. Les barres d'erreurs ont été calculées pour un niveau de confiance de 68% (cf. Annexe E). Contrairement à Ettori et al. (2002a), le paramètre de colonne densité est laissé libre pour pouvoir rendre compte d'un éventuel excès d'absorption.

On peut constater sur la figure 4.11 que la température décroît faiblement depuis  $\sim 150$  kpc jusqu'à un rayon d'environ 50 kpc. A partir de ce rayon, la température chute de façon plus brutale, pour atteindre des valeurs de l'ordre de 3.5 keV. Cette décroissance de la température est caractéristique des amas abritant un courant de refroidissement. Elle met en évidence un refroidissement radiatif très actif et très rapide au centre de ces amas. Le profil d'abondance est lui aussi caractéristique, figure 4.12. On peut voir une nette augmentation de la métallicité au centre, dans la région où la température chute.

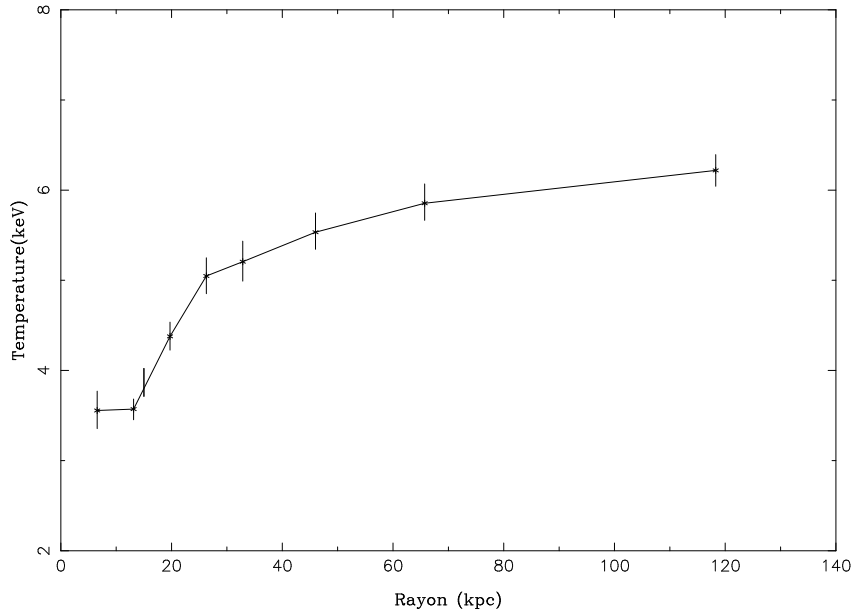
Il est important de remarquer que les variations des paramètres 'Température' et 'Abondance' sont étroitement liées. En effet, nous l'avons vu, le refroidissement par l'émission des raies d'éléments métalliques dépend de la température du milieu (surtout le fer, dans la raie assez large du Fe-L, qui est rappelons-le, un composite de plusieurs raies d'émission



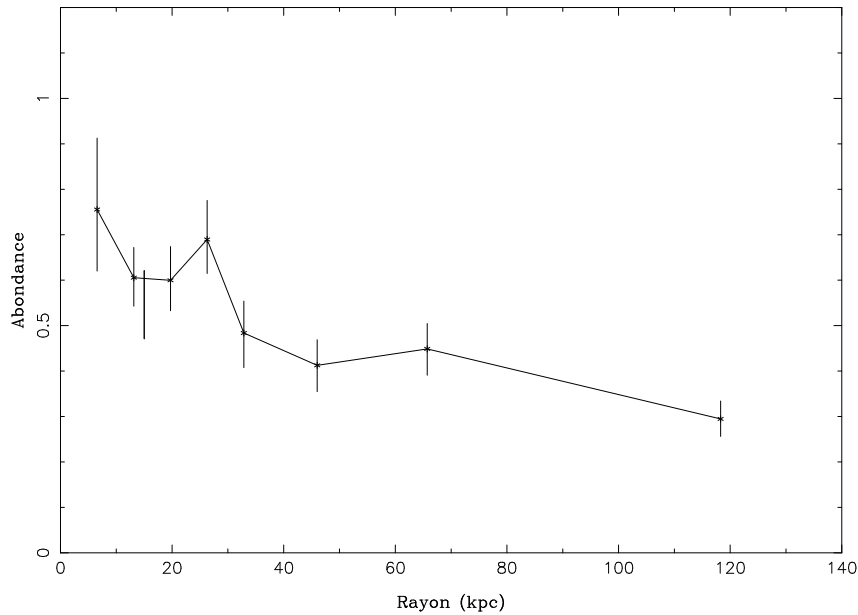
**FIG. 4.10:** Exemple d'ajustement de modèles d'émission X. Les spectres extraits dans huit régions de l'image Chandra d'Abell 1795 sont ajustés par un modèle de type `tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))`. Les deux composantes modélisées ainsi que leurs sommes sont superposées sur chacun des spectres.

<i>tbabs(mekal)</i>			
Rayon (" - kpc)	Température (keV)	Colonne densité ( $10^{22}\text{cm}^{-2}$ )	Abondance ( $Z/Z_{\odot}$ )
0-10 (0-13)	$3.5^{+0.3}_{-0.2}$	$0.022^{+0.8}_{-0.7}$	$0.75^{+0.16}_{-0.13}$
10-20 (13-26)	$3.5^{+0.2}_{-0.1}$	$0.023^{+0.5}_{-0.5}$	$0.60^{+0.07}_{-0.06}$
20-30 (26-39)	$4.3^{+0.2}_{-0.1}$	$0.013^{+0.4}_{-0.4}$	$0.59^{+0.08}_{-0.06}$
30-40 (39-52)	$5.0^{+0.2}_{-0.2}$	$0.087^{+0.4}_{-0.5}$	$0.68^{+0.09}_{-0.07}$
40-50 (52-65)	$5.2^{+0.2}_{-0.2}$	$0.086^{+0.5}_{-0.4}$	$0.48^{+0.07}_{-0.08}$
50-70 (65-91)	$5.5^{+0.2}_{-0.2}$	$0.016^{+0.4}_{-0.3}$	$0.41^{+0.06}_{-0.06}$
70-100 (91-131)	$5.8^{+0.3}_{-0.1}$	$0.017^{+0.3}_{-0.3}$	$0.44^{+0.06}_{-0.05}$
100-180 (131-234)	$6.2^{+0.2}_{-0.2}$	$0.022^{+0.3}_{-0.2}$	$0.29^{+0.04}_{-0.04}$

**TAB. 4.1:** Estimation des paramètres libres d'un modèle de type *tbabs(mekal)*, donnant le meilleur ajustement des spectres extraits de huit régions concentriques.



**FIG. 4.11:** Profil de température obtenu par ajustement d'un modèle de type *tbabs(mekal)*. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).



**FIG. 4.12:** Profil de métallicité obtenu par ajustement d'un modèle de type `tbabs(mekal)`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

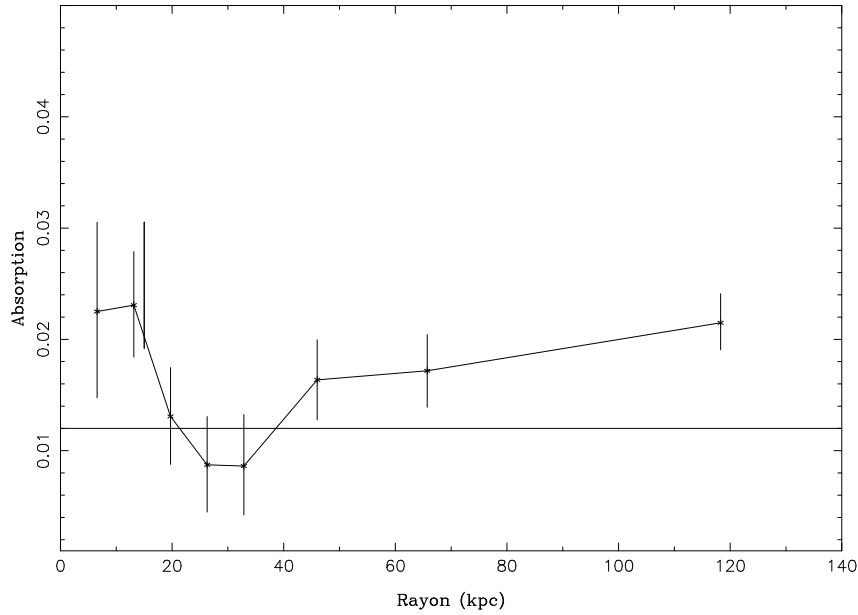
du Fer très proches les unes des autres et non distinguables à la résolution spectrale de Chandra). Ce type refroidissement par les raies d'émission est plus efficace à basse température (fig.4.5). Par conséquent, si la température du milieu a été surestimée, alors la métallicité sera elle aussi surestimée. Ainsi le pic d'abondance, à environ 30 kpc, pourrait effectivement traduire la présence accrue à cet endroit de métaux, mais cela pourrait aussi être dû à une température surestimée au même rayon. Le comportement radial de la densité de colonne équivalente est également très intéressant. Sur le graphe 4.13, on a tracé en ligne continue la limite de l'absorption galactique. On peut constater que le paramètre d'absorption est quasiment constant dans les intervalles de barres d'erreur. Il est de l'ordre de grandeur de l'absorption galactique au-delà des 30 kpc centraux. Par conséquent, il n'y pas de trace significative d'un excès d'absorption dans ces régions. Au centre de l'amas, on constate un léger excès d'absorption, dans la même région où apparaît un excès d'abondance. Si cet effet n'est pas réel et que  $NH$  a été surestimé, alors la température au centre de l'amas devrait être encore plus basse.

La région centrale de l'amas de galaxie ( $< 20\text{-}30$  kpc) présente donc de grandes particularités. Pour étudier cela plus avant, nous avons comparé les données  $X$  avec un modèle plus sophistiqué.

### Modèle de courant de refroidissement inhomogène

Nous avons vu dans le Chapitre I que la chute des températures au centre de l'amas peut être interprétée comme la présence d'un courant de refroidissement. Nous avons donc additionné les contributions de deux modèles d'émission : un modèle de type **mekal** et un modèle de courant de refroidissement inhomogène de type **rjcool**. Pour rendre compte de





**FIG. 4.13:** Profil de colonne densité obtenu par ajustement d'un modèle de type `tbabs(mekal)`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

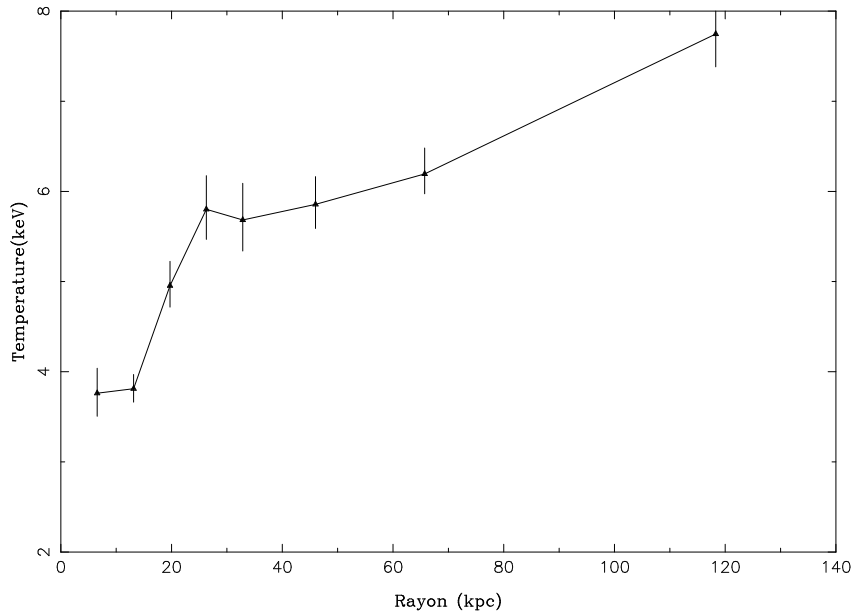
*l'absorption, nous avons fixé le paramètre d'absorption des deux composants à la valeur galactique et nous avons multiplié l'émission du courant de refroidissement seul par un facteur d'absorption supplémentaire, considérant que le gaz se refroidissant, peut atteindre des températures très basses et créer son propre absorbant. Le tableau 4.2 présente l'ensemble des paramètres obtenus permettant d'obtenir le meilleur ajustement possible des données spectrales dans les huit régions étudiées. La figure 4.14 montre un profil de température décroissant à partir d'un grand rayon beaucoup plus marqué que pour le modèle précédent. Au centre de l'amas, dans les 30 kpc centraux, la température décroît de façon encore plus brutale. Mais là encore, la température la plus basse au centre de l'amas est de l'ordre de  $\sim 3.7$  keV. La figure 4.15 montre que la métallicité du gaz intra-amas augmente vers le centre de l'amas, jusqu'à des valeurs sensiblement égales à celle estimées par le modèle précédent. Rappelons que la métallicité intra-amas est de l'ordre de  $0.3 Z_{\odot}$ . Les valeurs d'abondance dans la région centrale sont bien plus élevées que la métallicité attendue dans le gaz intra-amas.*

*La figure 4.16 présente les valeurs du paramètre  $NH$ . Les colonnes densité du facteur d'absorption de l'émission  $X$  du gaz issu du modèle de courant de refroidissement. Celles-ci sont dans l'ensemble bien supérieures à l'absorption galactique. On peut constater qu'au centre de l'amas, la colonne densité équivalente d'hydrogène est particulièrement grande. Cela s'inscrit bien dans l'interprétation de la présence d'un courant de refroidissement, déposant de grandes quantités de matière au centre de l'amas, mais aussi à plus grand rayon. La présence d'une importante absorption pourrait expliquer la non détection de gaz à des températures  $< 2 - 3$  keV au centre des amas de galaxies avec courant de refroidissement.*

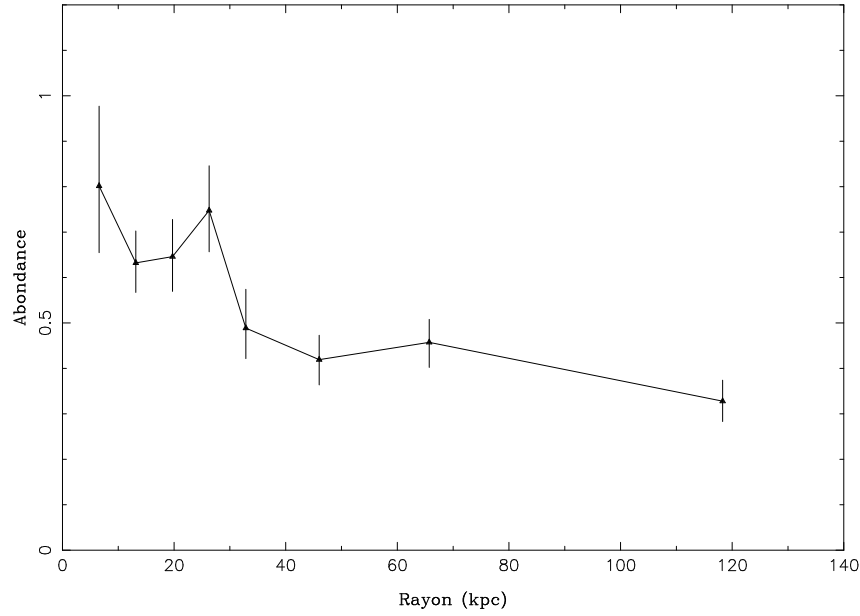
*On peut aussi voir que le pic de métallicité autour de 30 kpc correspond à un déficit*

<i>tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))</i>				
Rayon (“ - kpc)	Température (keV)	Colonne densité ( $10^{22}\text{cm}^{-2}$ )	Abondance ( $Z/Z_{\odot}$ )	$\dot{M}$ $M_{\odot}/\text{an}$
0-10 (0-13)	$3.7^{+0.3}_{-0.3}$	$0.33^{+0.31}_{-0.19}$	$0.80^{+0.17}_{-0.15}$	$7.62^{+5.0}_{-4.1}$
10-20 (13-26)	$3.8^{+0.1}_{-0.2}$	$0.27^{+0.14}_{-0.10}$	$0.63^{+0.07}_{-0.07}$	$17.52^{+5.9}_{-5.7}$
20-30 (26-39)	$4.9^{+0.3}_{-0.2}$	$0.06^{+0.03}_{-0.04}$	$0.64^{+0.08}_{-0.08}$	$15.69^{+4.4}_{-4.4}$
30-40 (39-52)	$5.8^{+0.4}_{-0.3}$	$0.03^{+0.06}_{-0.03}$	$0.74^{+0.10}_{-0.09}$	$13.16^{+3.8}_{-3.8}$
40-50 (52-65)	$5.6^{+0.4}_{-0.4}$	$0.08^{+0.06}_{-0.08}$	$0.48^{+0.09}_{-0.06}$	$7.96^{+4.5}_{-3.6}$
50-70 (65-91)	$5.8^{+0.3}_{-0.3}$	$0.15^{+0.2}_{-0.08}$	$0.41^{+0.05}_{-0.06}$	$10.78^{+5.9}_{-5.8}$
70-100 (91-131)	$6.2^{+0.3}_{-0.2}$	$0.16^{+0.19}_{-0.08}$	$0.45^{+0.06}_{-0.05}$	$11.10^{+6.1}_{-5.8}$
100-180 (131-234)	$7.7^{+0.4}_{-0.4}$	$0.095^{+0.02}_{-0.02}$	$0.32^{+0.05}_{-0.04}$	$56.60^{+8.4}_{-8.5}$

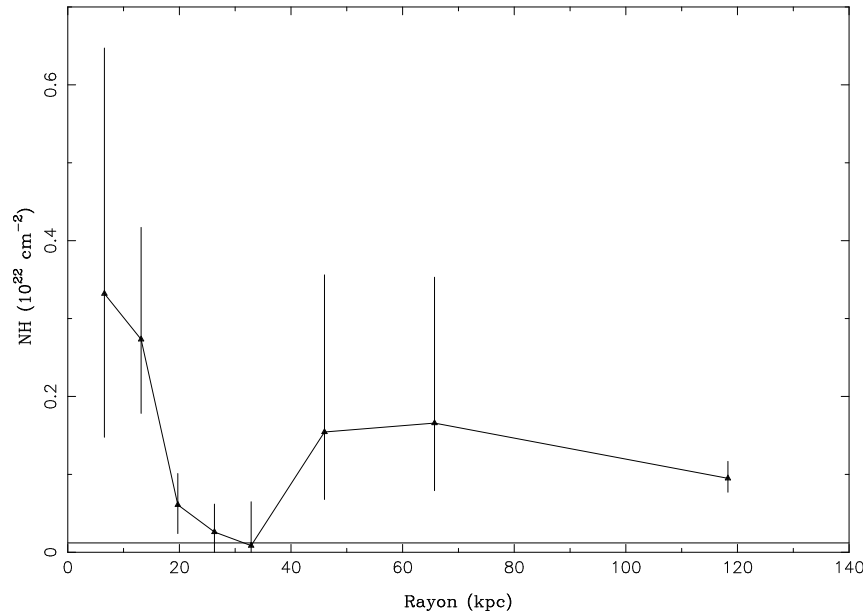
**TAB. 4.2:** Estimation des paramètres libres d'un modèle de type *tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))*, donnant le meilleur ajustement des spectres extraits de huit régions concentriques.



**FIG. 4.14:** Profil de température, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type *tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))*. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

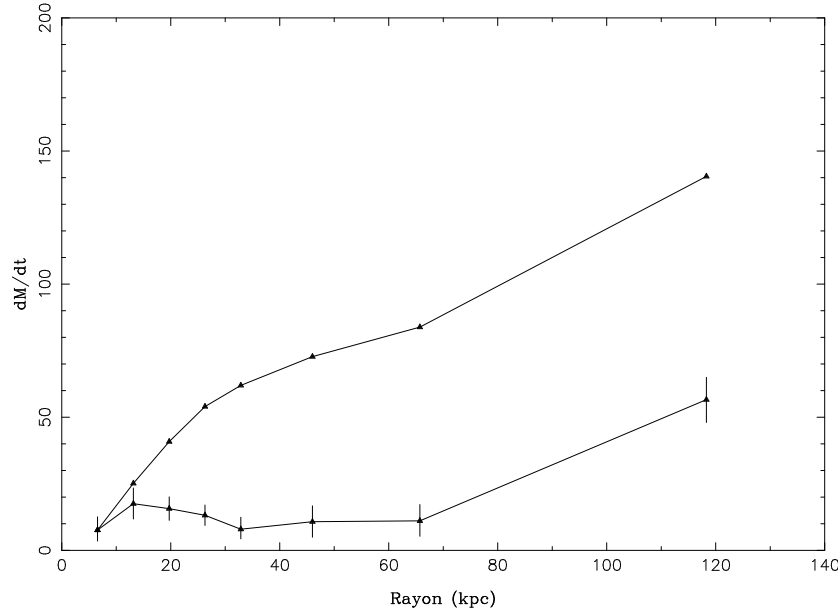


**FIG. 4.15:** Profil de métallicité, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type `tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).



**FIG. 4.16:** Profil de colonne densité, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type `tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

dans l'absorption. Cela pourrait être la marque d'une formation stellaire active (associée avec l'émission dans la raie  $H_\alpha$ ) dans les 20-40 kpc centraux. Si le réservoir de gaz qui nourrit la formation d'étoiles est le gaz déposé par le courant de refroidissement, on s'attend à ce que la consommation du gaz déposé pour former des étoiles, diminue effectivement la quantité de gaz absorbant, comme cela apparaît.



**FIG. 4.17:** Profil du taux de déposition de masse, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type `tbabs(mekal+ztbabs(rjcool)`. Sur le graphe, sont présentés les taux évalués dans chaque anneau, ainsi que les taux cumulatifs. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

La figure 4.17 montre le profil radial de taux de déposition de masse. Superposé, on a tracé le taux cumulé de déposition de masse. On peut constater la relation linéaire  $M(<r) \propto r$  entre  $\sim 20$  kpc et  $\sim 120$  kpc. Le taux de déposition de masse à l'intérieur du rayon de refroidissement ( $\sim 100''$ ) est de l'ordre de  $150 M_\odot/\text{an}$ . Dans les régions centrales, celui-ci est bien plus faible. Il est inférieur à  $10 M_\odot/\text{an}$  dans les  $\sim 10$  kpc centraux.

Le tableau 4.3 présente les valeurs des  $\chi^2$ , le nombre  $m$  de degrés de libertés (DOF) et les valeurs des  $\chi^2$  réduits, obtenus pour l'ajustement des données par les deux modèles décrits plus haut. On peut constater que les valeurs des  $\chi^2$  réduits sont très proches de 1 dans les deux cas. Les deux modèles permettent donc de bien rendre compte des données spectrales de Chandra dans les différentes régions étudiées. Pour comparer entre eux les différents modèles utilisés, nous avons utilisé un test de Fisher (cf Annexe E). A partir des  $\chi^2$  obtenus avec l'ajustement par deux modèles différents d'un spectre extrait d'une région donnée, on calcule ce qu'on appelle une probabilité d'hypothèse nulle.  $P$  est la probabilité qu'une variable aléatoire  $A$ , suivant une distribution de type  $\chi^2_\nu(m)/\chi^2_\nu(m+1)$ , soit supérieure à une valeur donnée  $F$ . Si cette probabilité est petite (l'hypothèse nulle est fausse), alors la réduction significative du  $\chi^2$  réduit entre les deux modèles, définie par  $A > F = \chi^2_\nu(m)/\chi^2_\nu(m+1)$  n'est pas fortuite. Cela signifie que l'on améliore l'ajustement lorsque

Régions (")	tbabs(mekal)			tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))			Statistique	
	$\chi^2$	DOF	$\chi^2_\nu$	$\chi^2$	DOF	$\chi^2_\nu$	P	F
10	149.3	141	1.06	147.4	140	1.05	0.18	1.02
20	202.5	192	1.06	198.6	191	1.04	$5.10^{-2}$	1.03
30	234.7	208	1.13	220.5	207	1.07	$3.10^{-4}$	1.06
40	243.1	217	1.12	229.8	216	1.06	$5.10^{-4}$	1.06
50	216.5	209	1.04	211.9	208	1.02	$3.10^{-2}$	1.03
70	277.0	271	1.02	275.1	270	1.02	0.17	1.01
100	333.8	295	1.13	332.8	294	1.13	0.34	1.01
180	411.5	353	1.16	381.5	352	1.08	$2.10^{-7}$	1.08

**TAB. 4.3:** Comparaison des modèles tbabs(mekal) et tbabs(mekal+ztbabs(rjcool))

*l'on ajoute un paramètre libre (lorsque l'on diminue le nombre de degrés de liberté). Le modèle le plus complexe (avec le plus de paramètre) est meilleur si  $P$  est inférieure à 0.05 (critère standard). On peut constater que l'ajout d'un modèle d'émission de courant de refroidissement améliore significativement l'ajustement des données dans les régions intermédiaires, mais ce n'est pas le cas à grand rayon, ni dans les 10" centrales de l'amas. Il est donc difficile de privilégier un modèle par rapport à l'autre. On ne peut conclure, à l'aide des données  $X$  seulement, à la présence d'un milieu multiphasé, mais ce scénario permet de rendre compte des données spectrales.*

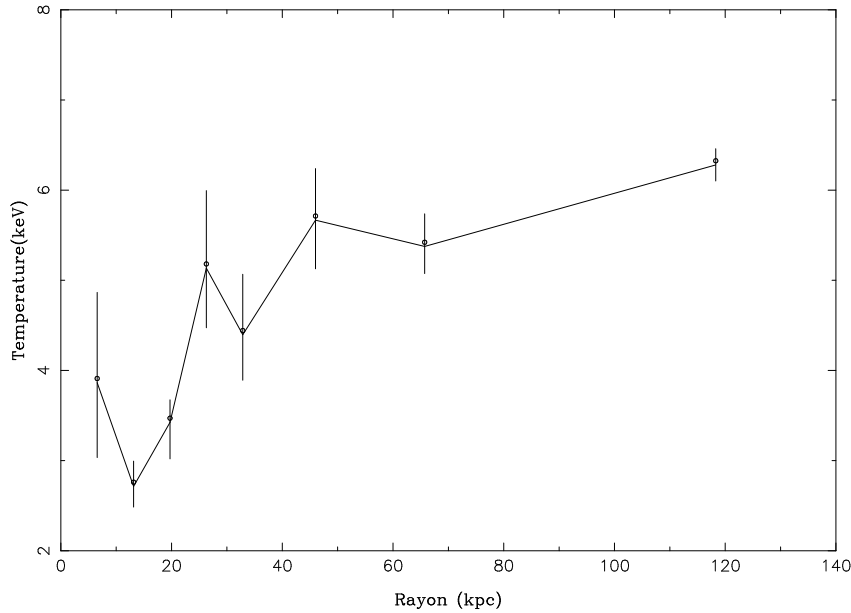
## Modèle de température unique avec déprojection spectrale

*Pour tenir compte de la géométrie à trois dimensions du gaz intra-amas, les modèles de spectres ont été déprojetés en utilisant la procédure **project** décrite plus haut. Un modèle de type **mekal** multiplié par un facteur d'absorption dont le paramètre de colonne densité était libre a servi de modèle d'émission du gaz  $X$ . Nous n'avons pas tenu compte, ici, de la contribution d'un éventuel courant de refroidissement inhomogène. L'estimation des paramètres libres des modèles ajustant au mieux les données sont présentés dans le tableau 4.4.*

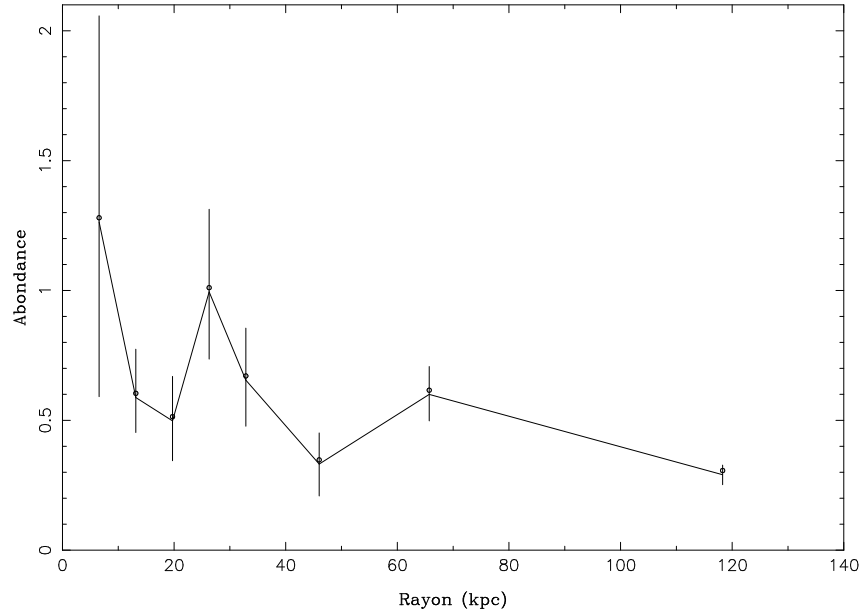
*Les profils radiaux de température, de métallicité et de colonne densité sont présentés sur les figures 4.18, 4.19 et 4.20 respectivement. Le comportement général des paramètres du modèle est similaire à ce que l'on avait obtenu sans déprojection spectrale des données. On constate une chute de la température vers le centre de l'amas, accompagnée par une augmentation de la métallicité du gaz et un excès d'absorption, dans la même région. Cependant, les valeurs des paramètres sont beaucoup plus dispersées et leurs incertitudes sensiblement plus grandes. La figure 4.18 montre une décroissance de la température vers le centre de l'amas. Notons par ailleurs l'oscillation de la valeur température avec le rayon. Sur le profil de métallicité, on constate une oscillation de la valeur du paramètre avec le rayon. C'est la principale différence avec le modèle sans déprojection. Le profil de colonne densité d'hydrogène équivalent est quant à lui très semblable au profil obtenu sans tenir compte de la géométrie à trois dimension de l'amas.*

<i>tbabs(projct(mekal))</i>			
Rayon (" - kpc)	Température (keV)	Colonne densité ( $10^{22}\text{cm}^{-2}$ )	Abondance ( $Z/Z_{\odot}$ )
0-10 (0-13)	$3.8^{+1.0}_{-0.8}$	$0.022^{+0.08}_{-0.08}$	$1.26^{+0.79}_{-0.67}$
10-20 (13-26)	$2.7^{+0.3}_{-0.2}$	$0.024^{+0.05}_{-0.05}$	$0.58^{+0.19}_{-0.13}$
20-30 (26-39)	$3.4^{+0.3}_{-0.4}$	$0.013^{+0.06}_{-0.04}$	$0.49^{+0.18}_{-0.15}$
30-40 (39-52)	$5.1^{+0.8}_{-0.7}$	$0.079^{+0.04}_{-0.07}$	$0.99^{+0.32}_{-0.26}$
40-50 (52-65)	$4.4^{+0.7}_{-0.5}$	$0.009^{+0.05}_{-0.06}$	$0.65^{+0.20}_{-0.18}$
50-70 (65-91)	$5.6^{+0.6}_{-0.5}$	$0.014^{+0.04}_{-0.04}$	$0.33^{+0.12}_{-0.13}$
70-100 (91-131)	$5.4^{+0.4}_{-0.3}$	$0.017^{+0.03}_{-0.02}$	$0.59^{+0.11}_{-0.10}$
100-180 (131-234)	$6.3^{+0.2}_{-0.3}$	$0.021^{+0.03}_{-0.03}$	$0.29^{+0.03}_{-0.04}$

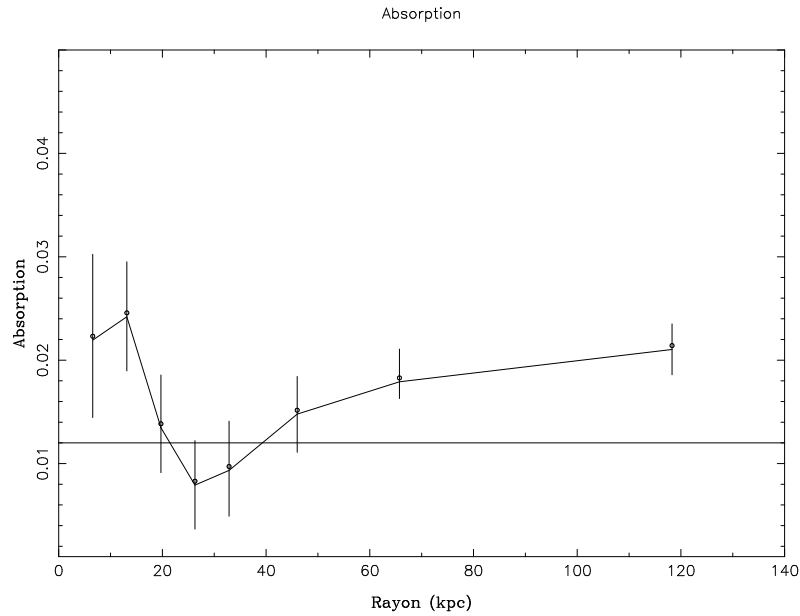
**TAB. 4.4:** Estimation des paramètres libres d'un modèle de type *tbabs(projct(mekal))*, donnant le meilleur ajustement des spectres extraits de huit régions concentriques.



**FIG. 4.18:** Profil de température, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type *tbabs(projct(mekal))*. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).



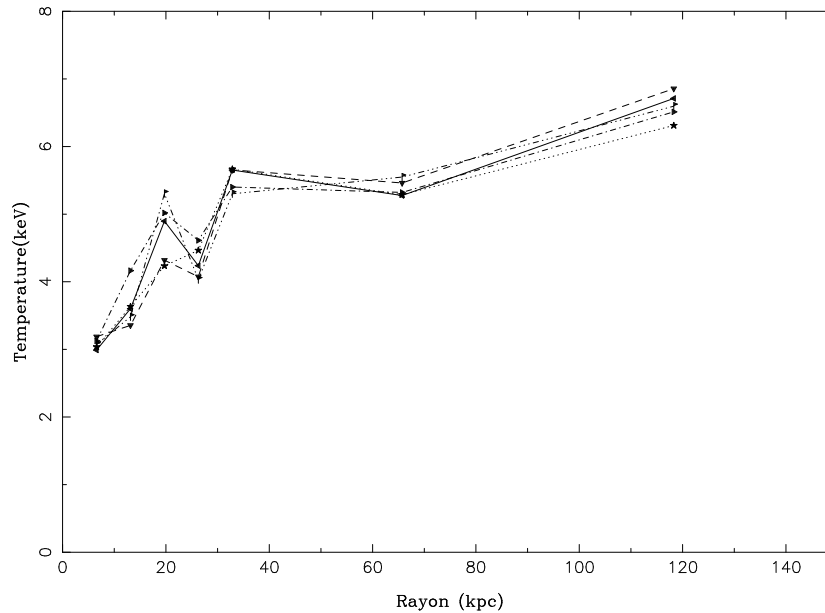
**FIG. 4.19:** Profil de métallicité, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type `tbabs(project(mekal))`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).



**FIG. 4.20:** Profil de colonne densité, déduit de l'analyse spectrale de régions concentriques extraites de l'image X d'Abell 1795 pour un modèle de type `tbabs(project(mekal))`. Les barres d'erreurs sont à  $1\sigma$  (68% de confiance sur la valeur des paramètres).

### Problèmes dans l'utilisation de la méthode de déprojection

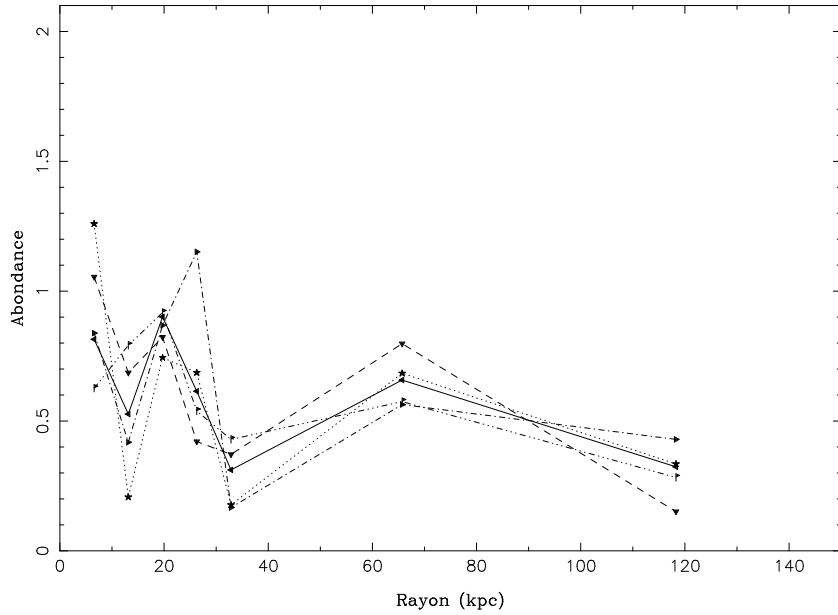
Les oscillations dans l'estimation des valeurs des paramètres libres du modèle sont très certainement liées à la méthode de déprojection des données. Pour vérifier cela, nous avons procédé à plusieurs tests. Tout d'abord, nous avons effectué deux procédures d'ajustement différentes. La première consiste à ajuster les modèles dans toutes les régions simultanément et donc à minimiser le  $\chi^2$  sur l'ensemble des paramètres libres. La seconde procédure consiste à effectuer un ajustement dans la région la plus extérieure seule, puis de geler les valeurs des paramètres libres obtenus. Alors seulement, on procède à l'ajustement de l'anneau adjacent intérieur (en tenant compte des paramètres déduits pour la couche extérieure dans la méthode de déprojection). La seconde procédure (qui est celle dont les résultats sont présentés plus haut) a montré une diminution des oscillations dans les valeurs des paramètres. Cela peut s'expliquer par le fait que si la température, par exemple, est surestimée dans la région externe, alors la contribution que l'on va retirer dans la couche interne sera elle aussi surestimée. La conséquence directe de cela est la sous-estimation de la température dans la région interne. Ce type d'erreur se propage évidemment vers le centre de l'amas, générant les oscillations observées. L'action de geler (de fixer) successivement les paramètres libres obtenus dans les régions externes limite ces erreurs.



**FIG. 4.21:** Profils de températures obtenus avec le modèle `tbabs(projct(mekal))`. Sur les graphes, sont superposés les profils extraits de sous ensemble des données. Triangle vers le bas et tirets : moitié sud de l'amas. Triangle vers la droite et points-tirets : moitié nord de l'amas. Etoiles et pointillés : première moitié du temps de pose. Drapeaux et pointillés-tirets : seconde moitié du temps de pose. Triangles vers la droite et ligne continue : l'ensemble des données dans les différents anneaux (comme dans le cas 2-D).

Pour s'assurer que cet effet n'était pas dû à un problème observationnel, nous avons séparé toutes les régions d'extraction des spectres (les anneaux) en deux parties : Nord et Sud. Séparant ainsi les données en deux régions distinctes, nous avons ajusté le même type





**FIG. 4.22:** Profils de températures obtenus avec le modèle `tbabs(projct(mekal))`. Les mêmes notations que pour la figure 4.21 sont utilisées.

de modèle dans chacun des 16 demi-anneaux. Les résultats sont présentés sur les figures 4.21 et 4.22. On peut voir que les oscillations apparaissent dans les deux régions : au Nord, et au Sud. Les oscillations semblent donc bien être attribuées au modèle de déprojection.

Nous avons également séparé les données spectrales en procédant à l'extraction des spectres pour la première et la seconde moitié du temps de pose total. Les ajustements du modèle sur ces 16 régions conduisent eux aussi à une oscillation dans la valeur des paramètres estimés, comme le montre les figures 4.21 et 4.22. Ce n'est donc pas un effet dû à l'acquisition des données. Le problème est sans doute lié à la géométrie de la source étudiée. En effet, le modèle de déprojection suppose une symétrie sphérique. Abell 1795, nous l'avons vu, est un amas très particulier caractérisé par la présence d'une longue structure filamentaire en son centre. La déprojection d'un modèle d'émission sphérique n'est donc pas convenable. Notons cependant que les oscillations des valeurs des paramètres apparaissent loin du centre, là où l'on s'attend à ce que l'amas ne présente pas d'écart notable avec une émission supposée à géométrie sphérique. Ce résultat suggère donc que le gaz à l'intérieur des 200 kpc centraux (le rayon de refroidissement) pourrait présenter des inhomogénéités de température qui traduisent de façon implicite la non validité du modèle de déprojection à symétrie sphérique. Notons également que l'estimation des paramètres dans les régions externes joue un rôle primordial lorsque l'on applique la méthode de déprojection. Une mauvaise estimation de la température à grand rayon se propagera dans les zones intérieures. Le problème pourrait donc venir de cette mauvaise estimation. Nous avons alors redéfini des régions d'extraction beaucoup plus serrées (5 secondes d'arc) autour de 120 kpc (entre 145 et 170 secondes d'arc) pour tenter de mieux définir la température dans la région la plus lointaine, mais les effets d'oscillations sont toujours présents. Nous avons également ajusté un modèle de type **mekal** avec une colonne densité fixée à la valeur galactique dans ces régions externes. Les valeurs de la température varient alors

entre 6.5 et 7.5 keV entre 145 et 170 secondes d'arc. Cela illustre la difficulté de bien estimer la température loin du centre.

Abell 1795 n'est pas le seul amas pour lequel ce comportement apparaît, mais tous les amas analysés avec la méthode de déprojection **project** ne présentent pas d'oscillations (J. Sanders, L. Voigt communication privée). Ces oscillations pourraient donc révéler la présence d'écarts à une géométrie sphérique et se trouver en être de bons indicateurs (sous réserve que les paramètres dans les parties externes des amas soient bien estimés).

## 4.4 Conclusions

Une analyse spectrale des données *X* d'Abell 1795 a été présentée. Grâce à la haute résolution spatiale de Chandra, les profils de température, métallicité, colonne densité, taux de déposition de masse ont pu être dérivés. Nous avons comparé deux types de modèles. Tout d'abord un modèle de spectres, émis par un gaz à une température unique à un rayon donné, a été étudié. Il donne un bon ajustement des données. Ce modèle met en évidence la décroissance de la température vers le centre de l'amas, qui est caractéristique de la présence d'un courant de refroidissement. Cette chute de la température du gaz intra-amas est accompagnée par une augmentation de la métallicité et de la colonne densité équivalente de gaz absorbant au coeur de l'amas. Cela peut s'interpréter comme des signes de l'existence de gaz refroidi, capable d'absorber le rayonnement thermique de l'amas et d'enrichir le milieu intra-amas en métaux par l'intermédiaire de la formation d'étoiles. Il a ensuite été ajouté un modèle d'émission associée à la présence d'un courant de refroidissement isobare (c'est à dire à pression constante à un rayon donné), aussi appelé courant de refroidissement inhomogène, dans le sens où ce modèle tient compte de l'émission du gaz se refroidissant jusqu'à très basse température à un rayon donné (même loin du centre de l'amas). Ce modèle donne lui aussi un bon ajustement des données. La chute de la température vers le centre de l'amas est plus brutale que dans le cas précédent, mais la température centrale la plus basse est du même ordre de grandeur. Une augmentation caractéristique de la métallicité dans les 30 kpc centraux est là encore mise en évidence. Par ailleurs, on constate un fort excès d'absorption dans la région centrale, environ un ordre de grandeur au dessus de l'absorption galactique. Les colonnes densité équivalentes de gaz dérivées sont compatibles avec le fait qu'une grande quantité de masse ait pu être déposée au centre de l'amas. Si le gaz refroidi ne forme pas d'étoiles à un taux plus rapide que le taux de déposition de masse, alors il peut se créer un réservoir de matière froide au centre de l'amas. Le taux de déposition de masse à l'intérieur du rayon de refroidissement est de l'ordre de  $\sim 150 M_{\odot}/\text{an}$  ce qui est environ deux fois moins grand que le taux de déposition de masse déduit des observations ASCA par Allen et al. (2001). Le taux de déposition de masse est donc réduit. La valeur déduite ici est semblable à la valeur dérivée par Tamura et al. (2001) avec XMM-Newton. Remarquons enfin que dans les 10'' centrales, le taux de déposition de masse est très faible : il est inférieur à  $\sim 10 M_{\odot}/\text{yr}$ . Enfin, l'application d'un modèle de déprojection des données spectrales pour tenir compte de la géométrie à trois dimensions de l'amas a conduit à des oscillations dans l'évaluation des paramètres que nous attribuons essentiellement à une mauvaise représentation de la géométrie d'Abell 1795 par le modèle.



# Chapitre 5

## Abell 1795 - Morphologie et dynamique du gaz froid -

### Contents

---

<b>5.1</b>	<b>Cartographie de l'émission du gaz moléculaire froid . . . . .</b>	<b>109</b>
5.1.1	NGC 1275 . . . . .	109
5.1.2	Les résultats d'OVRO . . . . .	111
<b>5.2</b>	<b>Observations interférométriques . . . . .</b>	<b>112</b>
5.2.1	L'observable interférométrique . . . . .	114
5.2.2	La synthèse d'ouverture . . . . .	117
5.2.3	Construction des images . . . . .	118
<b>5.3</b>	<b>Observations du centre de l'amas Abell 1795 . . . . .</b>	<b>119</b>
5.3.1	Caractéristiques de la configuration observationnelle choisie . .	119
5.3.2	ARTICLE - Cold molecular in Abell 1795 - (in prep) . . . . .	122
5.3.3	Discussion . . . . .	131
<b>5.4</b>	<b>Conclusions . . . . .</b>	<b>136</b>

---

-----

*Au centre des amas de galaxies avec un courant de refroidissement, l'absence de gaz à des températures inférieures à  $\sim 1/3 T_{\text{ext}} \sim 1-2 \text{ keV}$  (où  $T_{\text{ext}}$  est la température du gaz intra-amas à l'extérieur du rayon de refroidissement) a été révélée par les récentes observations de XMM-Newton. Ce résultat, inattendu, pose la question de l'existence même de gaz refroidi au centre de ces amas de galaxies. Dans le même temps, la découverte de gaz moléculaire émettant à 2.6mm montre l'existence d'une phase de gaz très froid au centre des amas. Comment accorder les résultats des hautes énergies avec les données millimétriques ? Quelle est l'origine du gaz moléculaire mis en évidence ? Il existe de nombreuses explications possibles. Tout d'abord, le gaz moléculaire pourrait être d'origine galactique. Les masses de gaz, mises en évidence avec le télescope de 30m de l'IRAM, ne sont pas en contradiction avec les masses de gaz détectées dans des galaxies elliptiques standard Wiklind et al. (1995). Par ailleurs, il apparaît que le phénomène de courant de refroidissement ne puisse être simplifié au seul refroidissement radiatif du gaz chaud. Des mécanismes de chauffage agissent certainement au centre des amas pour contrebalancer le refroidissement. Les phénomènes de réchauffement du gaz (conduction thermique, AGN, ondes sonores) seraient-ils alors capables de stopper complètement le refroidissement radiatif du gaz ? Les différents scénarios actuellement considérés, ne sont pas en mesure d'arrêter complètement le refroidissement. Chauffage et refroidissement sont très probablement intermittents, laissant au gaz la possibilité de se refroidir jusqu'à des températures très basses, mais réduisant les taux de déposition de masse, les rendant compatibles avec les observations en CO. Une alternative possible est alors que le gaz à une température de  $\sim 1-2 \text{ keV}$  ne soit pas absent, mais plutôt non détecté (à cause de phénomènes de mélange, ou bien de métallicité inhomogène, ou encore à cause d'une importante absorption par un composant plus froid déposé par le flot). Le gaz froid détecté pourrait alors être directement issu du courant de refroidissement.*

*Dans l'objectif d'éclairer ces questions, des observations interférométriques dans le domaine millimétrique ont été proposées au Plateau de Bure (IRAM), la connaissance de la morphologie du gaz froid et de sa dynamique pouvant donner des contraintes fortes quant à l'origine du gaz moléculaire. L'étude d'un cas particulier, Abell 1795, nous apporte en effet de nombreuses informations sur la place du gaz froid dans les courants de refroidissement. Dans une première partie, nous ferons un état des lieux des observations en imagerie à travers les raies de CO existantes à ce jour. Puis, nous rappellerons les principes de l'imagerie par interférométrie ainsi que la procédure de réduction des données. Les caractéristiques instrumentales de l'interféromètre utilisé pour observer Abell 1795 seront ensuite résumées avant de présenter les résultats obtenus.*

-----

## 5.1 Cartographie de l'émission du gaz moléculaire froid

*L'imagerie dans le domaine millimétrique est une nouvelle voie à explorer dans le domaine des courants de refroidissement. Jusqu'à très récemment, seul Abell 426 (Perseus) avait été détecté dans ce domaine de longueurs d'onde. La cartographie du gaz moléculaire au centre de cet amas, ainsi que l'étude de sa dynamique, nous allons le voir, a pu apporter de nombreuses informations sur la place du composant froid au cœur de cet amas. La détection de CO dans un grand nombre d'amas (Edge, 2001; Salomé & Combes, 2003a) implique dès lors d'élargir l'étude par imagerie à l'ensemble de ces nouvelles sources. C'est ce qui a été entrepris depuis, avec les observations OVRO (Edge & Frayer, 2003) et avec l'interféromètre de l'IRAM situé sur le Plateau de Bure, (Salomé & Combes, 2003b). La morphologie du gaz et surtout sa dynamique permettent de mieux comprendre la place du gaz moléculaire parmi les autres phases du gaz, déjà identifiées à d'autres longueurs d'onde.*

### 5.1.1 NGC 1275

#### Les données X - Un courant de refroidissement

*L'amas Abell 426 est sans aucun doute la structure la plus observée dans l'étude des courants de refroidissement. L'analyse des données des satellites X a montré qu'un taux de déposition de masse de l'ordre de  $\sim 300\text{-}500 M_{\odot}/\text{an}$ , centré sur la galaxie cD (NGC 1275) (Allen & Fabian, 1997b), était nécessaire pour rendre compte de l'émission du gaz chaud. Il est intéressant de remarquer que les auteurs trouvent également un excès d'absorption de l'émission X dans les  $30''$  centrales de l'amas. Par ailleurs, la présence de cavités dans l'émission X, révélée par Chandra, témoigne d'une activité complexe et encore mal comprise au centre de l'amas.*

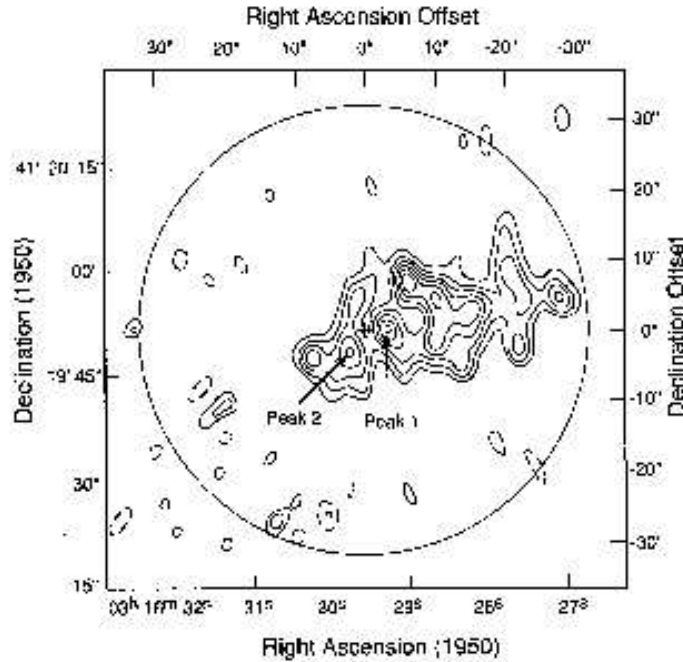
#### Emission nébulaire filamentaire en $H_{\alpha}$

*Dans le domaine optique, une structure en filaments très étendue ( $\sim 2'$ ) a été mise en évidence dans la raie  $H_{\alpha}$  autour de la galaxie centrale (Heckman et al., 1989; Conselice et al., 2001). Ces filaments, dont l'origine n'est pas encore établie, pourraient être associés au gaz se refroidissant autour de la galaxie centrale. Rappelons qu'il existe une corrélation remarquable entre les taux de déposition de masse et la luminosité dans la bande  $H_{\alpha}$  (Peres et al., 1998) ainsi qu'entre la masse de gaz moléculaire et la luminosité en  $H_{\alpha}$  (Edge, 2001; Salomé & Combes, 2003a).*

#### Une composante froide de gaz

*Par ailleurs, une composante de gaz atomique HI en absorption devant l'émission du noyau actif abrité par NGC 1275 a été détectée (Jaffe, 1990), et correspond à une masse de gaz de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$ . Les observations dans le domaine millimétrique (Lazareff et al., 1989; Mirabel et al., 1989; Reuter et al., 1993; Inoue et al., 1996b; Bridges & Irwin, 1998) ont, quant à elles, révélé des masses de gaz moléculaire de l'ordre de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$  dans les  $\sim 40''$  centrales de l'amas. Le CO imagé présente une forme asymétrique, allongée vers*

*l'est de l'AGN central sur une distance d'environ 10 kpc. Au centre, apparaissent deux pics d'émission interprétés comme deux régions d'une structure en anneau située à 3.5 kpc du centre, voir Figure 5.1. La dynamique du CO semble indiquer que ce dernier est en rotation autour du centre de la galaxie, comme le montrent la Figure 5.2.*



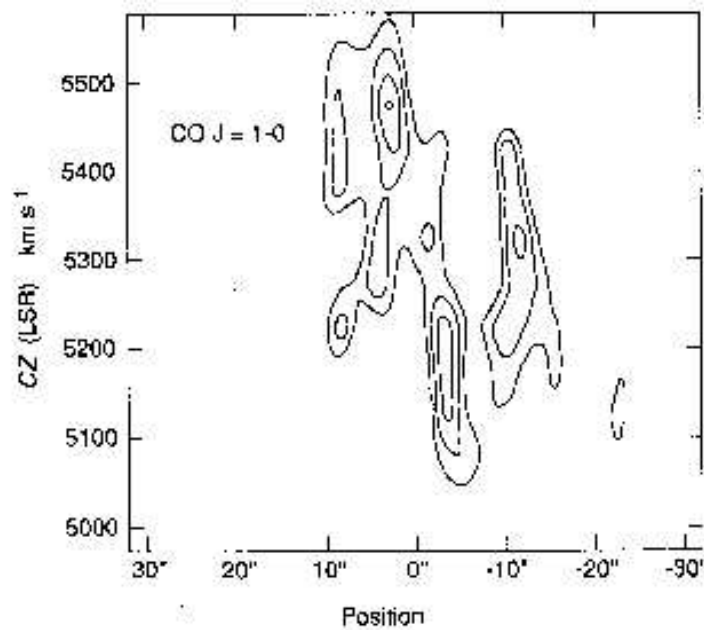
**FIG. 5.1:** Carte intégrée de l'émission CO(1-0) du centre de NGC 1275 (Inoue et al., 1996a). La carte est centrée sur l'AGN, indiqué par une croix. Les contours sont à  $1\sigma$ , avec  $\sigma = 10$  mJ/beam. L'intervalle de vitesses couvertes est de  $\sim 600$  km/s.

## Origine du gaz moléculaire

*L'origine de ce gaz n'est pas encore bien comprise, mais il semble que sa structure asymétrique puisse avoir été créée par l'interaction ou la collision de la galaxie centrale avec une autre galaxie de l'amas. De nombreux indices suggèrent en effet que la galaxie cD a dû connaître une telle interaction dans les  $10^7-8$  ans passés (Holtzman et al., 1992). Cependant, une contribution due au courant de refroidissement n'est pas exclue.*

## Un AGN au centre de NGC 1275

*La galaxie centrale abrite une source radio variable : 3C 84. La présence de celle-ci doit avoir de fortes conséquences dans la région très centrale. Elle pourrait en effet avoir contribué au chauffage du gaz très froid de la galaxie, le rendant détectable en émission. Les lobes radio semblent avoir repoussé le gaz X selon le scénario proposé par Boehringer et al. (1993). Le gaz moléculaire en émission au centre de l'amas est détecté avec un décalage spectral vers le bleu que Bridges & Irwin (1998) interprètent comme une vitesse*



**FIG. 5.2:** Diagramme Positions-Vitesses de l'émission du CO dans NGC 1275 selon un angle ( $PA=110^\circ$ ) centré sur l'AGN (Inoue et al., 1996a).

communiquée au gaz froid par l'expansion des lobes radio. Les résultats des observations du centre d'Abell 1795, nous le verrons plus bas, conduisent à un scénario qui présente de nombreuses similarités avec le cas exceptionnel de l'amas Persée.

Les sources radios, de manière générale, jouent certainement un rôle important dans de réchauffement du gaz intra-amas à plus grand rayon. C'est un des mécanismes invoqués pour réguler les courants de refroidissement et réduire les taux de déposition de masse. L'expansion des jets pourrait réchauffer localement le gaz par conversion de leur énergie cinétique en énergie thermique. Très récemment, Ruszkowski et al. (2003) ont montré que le chauffage du milieu intra-amas pouvait aussi avoir lieu de façon isotrope et très étendue par l'intermédiaire d'ondes sonores générées par l'activité intermittente d'un AGN central.

### 5.1.2 Les résultats d'OVRO

De très récentes observations dans le domaine millimétrique, menées au Owens Valley Radio Observatory (OVRO) par Edge & Frayer (2003), ont permis de mettre en évidence l'extension spatiale de l'émission du gaz moléculaire au centre de 5 amas de galaxies. Avec des résolutions spatiales moyennes, comprises entre 3 et 8 secondes d'arc, et des températures 'système' relativement élevées, les auteurs trouvent que la majorité de l'émission détectée se situe dans une région très centrale ( $< 20$  kpc), voir figure 5.3. Le gaz moléculaire semble dynamiquement et spatialement associé à la galaxie centrale. Cependant une étude plus précise de la dynamique du gaz moléculaire est nécessaire pour aller plus loin dans les conclusions.

Ce résultat ne correspond pas aux attentes des modèles standard de courant de refroidissement dans lesquels aucune source de chauffage n'intervient. Ces derniers prévoient,



rappelons le, un refroidissement du gaz à très basse température, actif jusqu'au rayon de refroidissement ( $\sim 200$  kpc). Si une composante froide existe au-delà de la région très centrale, elle est alors indétectable. Ceci reste possible si les dispersions de vitesse du gaz sont très grandes ( $\sim 1000$  km/s) ou encore si le gaz se trouve à une température extrêmement basse à grand rayon du centre. Cependant, les scénarios actuels qui sont développés pour rendre compte des observations du satellite XMM-Newton montrent la nécessité des phénomènes de chauffage, susceptibles de réduire les taux de déposition de masse à grand rayon.

Dans les régions centrales, il semble plus difficile de compenser le refroidissement radiatif du gaz intra-amas. Les taux de déposition de masses déduits des données XMM sont réduits, devenant compatibles avec les masses de gaz moléculaire observées. En conclusion, il semble que le gaz ne se refroidisse que dans la partie très centrale, autour d'une galaxie cD.

Nous allons voir que, dans le cas d'Abell 1795, les résultats sont assez différents. En plus des structures imagées par l'interféromètre, les résultats des observations des  $\sim 22''$  centrales suggèrent l'existence de gaz froid étendu dans toute la surface du champ de vue. Par ailleurs, une plus grande sensibilité et une meilleure résolution spatiale montrent le lien étroit entre le gaz moléculaire et l'activité de la radio source centrale.

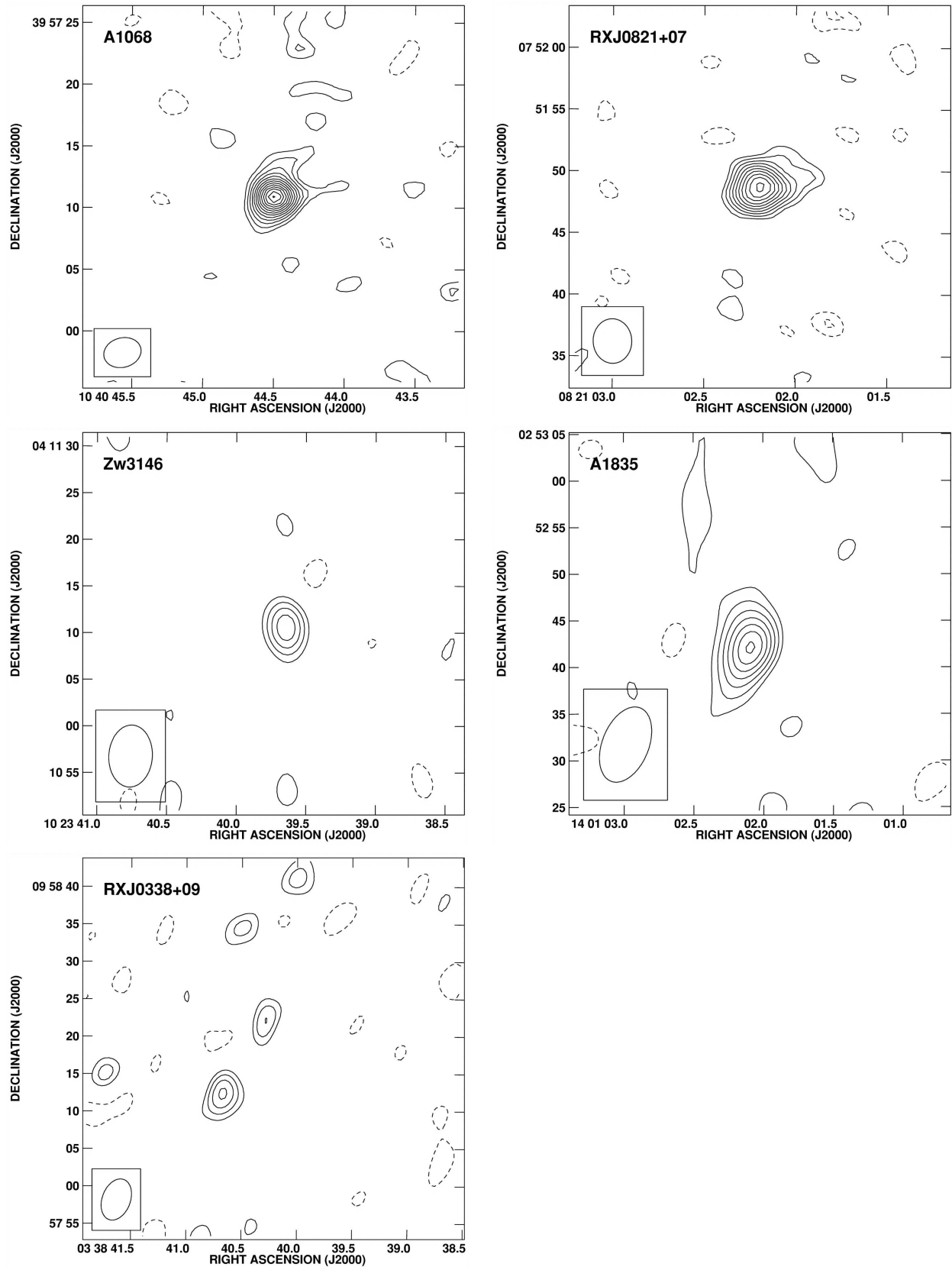
## 5.2 Observations interférométriques

L'interférométrie longue base consiste à utiliser au moins deux télescopes indépendants dont on recombine les faisceaux de façon cohérente pour les faire interférer. C'est le principe utilisé pour obtenir une haute résolution angulaire, supérieure à la limite de diffraction de pupilles uniques.

La résolution angulaire d'un télescope est, à une longueur d'onde donnée, définie à partir du diamètre de ce dernier par la largeur à mi-hauteur de sa fonction d'étalement du point (PSF) :

$$\delta\theta \simeq \frac{\lambda}{D} \quad (5.1)$$

(lorsque l'on ne considère que la limite de diffraction du télescope). La taille croissante des télescopes actuels permet de sonder l'univers en donnant accès à des structures de plus en plus fines. Lorsque l'on utilise deux télescopes, c'est la distance entre les ouvertures  $|\mathbf{b}|$  (que l'on appelle ligne de base) qui joue le même rôle que le diamètre du télescope  $D$  dans le cas de l'imagerie directe. Ainsi, il est possible d'accéder à une haute résolution angulaire pour des espacements très grands entre les télescopes. Nous avons vu, au cours du chapitre 2, qu'il n'est pas possible de connaître l'extension spatiale d'une source émettrice dans le domaine radio lorsque l'on utilise une antenne unique et que la taille angulaire de la source est inférieure à la taille du lobe primaire. L'utilisation d'un interféromètre dans le domaine radio-millimétrique permet d'accéder à une bien meilleure résolution angulaire et rend possible la reconstruction d'image des sources d'une telle taille. L'accès à l'extension spatiale des sources détectées avec le télescope de 30m est donc possible grâce à la construction d'images suffisamment bien échantillonnées à l'aide d'un interféromètre. L'utilisation de l'interférométrie dans l'étude du gaz moléculaire au centre des amas de galaxies est une



**FIG. 5.3:** Image en CO(1-0) d'après Edge & Frayer (2003) obtenue avec OVRO. Les contours sont à  $1\sigma$ , de  $-3$  à  $+15\sigma$ , avec  $\sigma=1.3\text{mJy/beam}$ .

voie incontournable pour tenter de connaître la morphologie du gaz moléculaire au centre des amas et de comprendre sa place dans les courants de refroidissement.

### 5.2.1 L'observable interférométrique

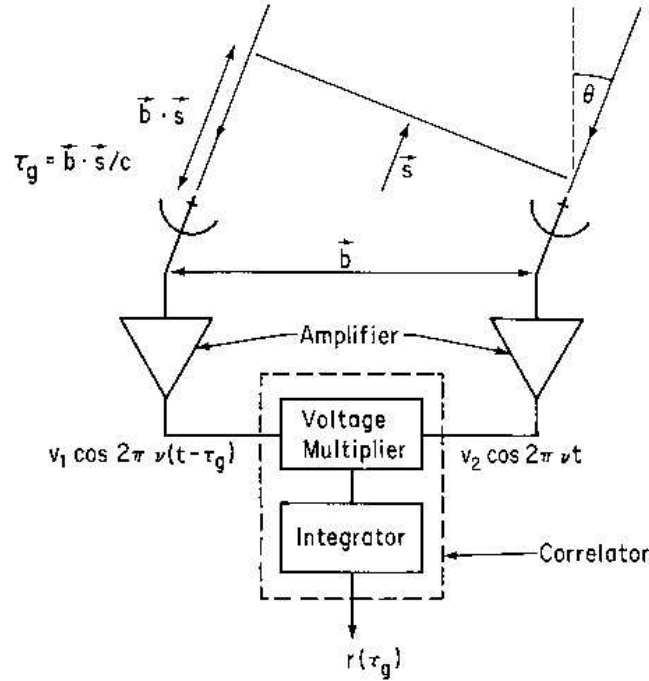
Supposons le cas simplifié d'une source monochromatique  $S$  émettant une onde plane, observée dans un plan situé à grande distance de la source. Soient deux points du plan :  $P_1$  et  $P_2$ , la quantité mesurant la corrélation, entre ces deux positions, des champs électriques provenant d'un point unique  $S_0$  de la source est définie par :

$$\langle V_1(t)V_2(t) \rangle = \lim_{T \rightarrow \infty} \int_{-T}^T V_1(t)V_2^*(t - \tau)dt \quad (5.2)$$

où  $\tau$  est le délai entre l'arrivée du plan d'onde aux points  $P_1$  et  $P_2$ . Si  $\mathbf{b}$  est le vecteur de ligne de base entre les télescopes,  $\mathbf{s}$  le vecteur en direction de la source, alors

$$\tau = \frac{\mathbf{b} \cdot \mathbf{s}}{c} \quad (5.3)$$

Une fois normalisée, on appelle cette quantité le degré complexe de cohérence mutuelle



**FIG. 5.4:** Schéma de principe d'un interféromètre radio à deux antennes (Thompson, 1986)

mesuré en deux points  $P_1$  et  $P_2$  (qui sont implicitement définis par  $\mathbf{b}$  et donc par  $\tau$ ). Dans le cas simplifié décrit plus haut, on obtient :

$$\Gamma(\tau) = V_1 V_2 \cos(2\pi \nu \tau) \quad (5.4)$$

On reconnaît ici la description de la figure d'interférence obtenue lorsque l'on observe le point  $S$  à travers 2 fentes placées en  $P_1$  et  $P_2$  : c'est l'expérience des trous d'Young. L'observable interférométrique est ce que l'on appelle la visibilité, qui est la mesure en deux points du degré complexe de cohérence et qui contient toute l'information spatiale sur la source.

### Théorème de Van Cittert-Zernike - Visibilité complexe

Prenons maintenant le cas d'une source spatialement étendue dont la distribution de brillance de surface est  $I(\mathbf{s})$ . L'intensité détectée par un télescope, de surface collectrice  $A(\mathbf{s})$ , dans la direction  $\mathbf{s}$  provenant d'un élément de surface  $d\Omega$  de la source dans la bande de fréquence  $d\nu$  est donné par :

$$A(\mathbf{s})I(\mathbf{s})\Delta\nu d\Omega \quad (5.5)$$

Dans le domaine radio, la détection d'une onde électromagnétique induit un courant électrique à la sortie de l'antenne. Il est alors possible de corrélérer directement les signaux électriques provenant de chacune des antennes, et d'obtenir une mesure de la visibilité complexe de la source. A la sortie du corrélateur, sans tenir compte des facteurs de gain, on mesure :

$$dr = A(\mathbf{s})I(\mathbf{s})\Delta\nu d\Omega \cos(2\pi\nu\tau) \quad (5.6)$$

La mesure interférométrique de l'émission de la source étendue est alors :

$$r(\mathbf{b}) = \Delta\nu \int_{\Omega} A(\mathbf{s})I(\mathbf{s})\cos(2\pi\nu\tau)d\Omega \quad (5.7)$$

où on a supposé que la largeur de bande en fréquence  $\Delta\nu$  est suffisamment petite pour que les variations de  $A$  et de  $I$  en fonction de la longueur d'onde puissent être ignorées. Après un changement de coordonnées, qui permet de décrire la source dans le plan du ciel  $\sigma(\mathbf{l}, \mathbf{m})$  de telle manière que  $\mathbf{s}_0 = \mathbf{s}_0 + \sigma$ , on obtient :

$$r(\mathbf{b}) \propto \Delta\nu |V| \cos\left(\frac{2\pi\mathbf{b} \cdot \mathbf{s}_0}{c} - \Phi_V\right) \quad (5.8)$$

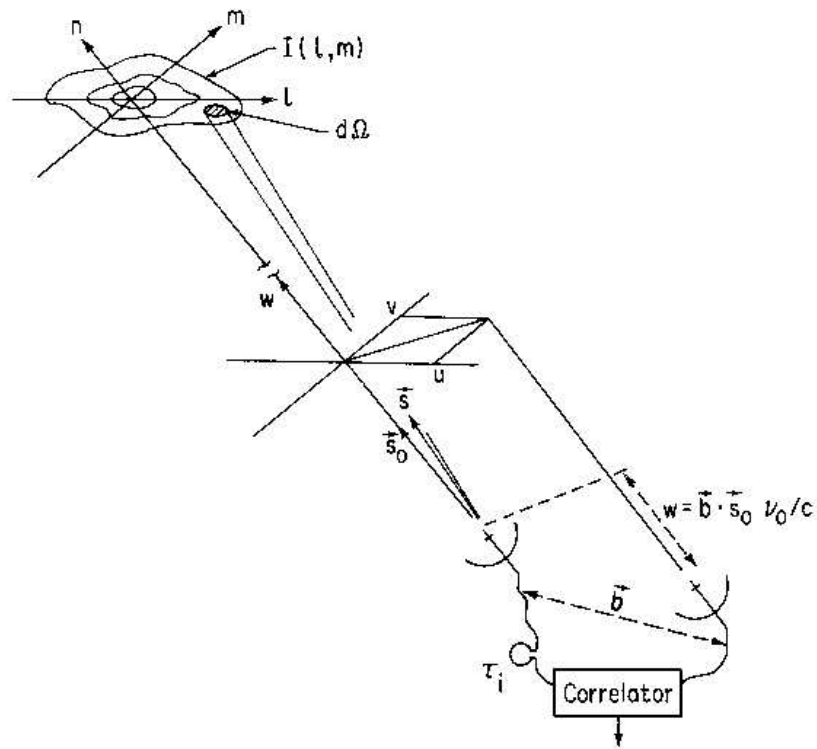
où  $V$  est la visibilité complexe de la source, définie par :

$$V = |V|e^{i\Phi_V} = \int_{\Omega} A(\sigma)I(\sigma)e^{2i\pi\nu\mathbf{b} \cdot \sigma/c}d\Omega \quad (5.9)$$

C'est le théorème de Van Cittert-Zernike qui énonce que :

Si les dimensions de la source du rayonnement quasi monochromatique, ainsi que la distance entre deux points de l'écran sont petites devant la distance Source-Ecran, alors le module du degré complexe de cohérence est égal au module de la transformée de Fourier spatiale de l'intensité de la source, normalisée à l'intensité totale de la source.

Dans la pratique, après avoir corrélé les signaux électriques de deux antennes, on peut mesurer l'amplitude et la phase du système de frange (eq. 5.8). La corrélation permet de mesurer directement les parties réelle et imaginaire de la Visibilité. Une fois que ces quantités sont étalonnées à partir de sources étalons en amplitude et en phase, il faut inverser l'équation 5.9 pour obtenir la distribution de brillance de la source. Avec une seule ligne de base, il est donc impossible de remonter jusqu'à l'image de la source. Il faut pour cela utiliser plusieurs configurations de positions d'antennes.



**FIG. 5.5:** Géométrie et coordonnées utilisées pour décrire l'observation d'une source étendue par synthèse d'ouverture.

### 5.2.2 La synthèse d'ouverture

Notons les coordonnées  $(u, v)$  du vecteur  $\mathbf{B}/\lambda$  et  $(l, m)$  les coordonnées, dans l'espace de Fourier associé, du vecteur  $\sigma$ . En effectuant une transformation de Fourier inverse de l'équation 5.9, on obtient :

$$I'(x, y) = I(x, y) \cdot A(x, y) = \int_{-\infty}^{\infty} V(u, v) e^{2i\pi(ux+vy)} du dv \quad (5.10)$$

si la fonction de visibilité était connue dans tout le plan  $(u, v)$ , alors on pourrait reconstruire complètement l'image de la source. Or, ce n'est pas le cas. Pour chaque paire d'ouverture, on effectue une mesure de visibilité. C'est-à-dire que pour chaque mesure d'une paire d'antenne, on échantillonne la fonction de visibilité en 2 points du plan  $uv$  : en  $(u, v)$  et en  $(-u, -v)$ . Le problème consiste donc à reconstruire une image à partir d'un échantillonnage fini de la fonction de visibilité. Pour un ensemble de positions de télescopes, le plan  $(u, v)$  est échantillonné en un nombre fini de points, dont les coordonnées sont définies par les positions respectives des antennes (lignes de base) et on a :

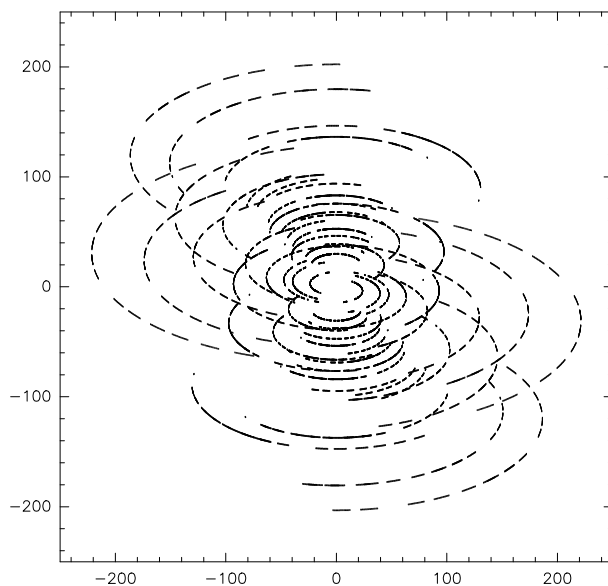
$$I''(x, y) = \sum_k g(u_k, v_k) V(u_k, v_k) e^{2i\pi(u_k x + v_k y)} du dv \quad (5.11)$$

avec  $g(u_k, v_k)$  une fonction de poids. Elle permet de pondérer chacune des visibilité mesurées. Différents types de pondération peuvent être utilisés. La pondération 'Naturelle' : chaque mesure est affectée par un poids inversement proportionnel au carré de son bruit. Le bruit est évalué à partir de la Température système, de la résolution spectrale et du temps d'observation pour une lobe synthétisé donné. C'est la méthode qui minimise l'erreur sur l'estimation du flux pour une source ponctuelle. La pondération 'Uniforme' : elle a tendance à donner plus de poids aux longues lignes de base, par conséquent, elle améliore la résolution spatiale, mais elle augmente les lobes secondaires, ce qui rajoute du bruit dans l'image. La pondération 'robuste' est un compromis des pondérations 'naturelle' et 'uniforme'. Enfin la pondération apodisante a pour conséquence de diminuer les lobes secondaires, ce qui diminue le bruit, mais dégrade par là-même la résolution spatiale.

On appelle synthèse d'ouverture cet échantillonnage du plan  $uv$ , qui revient à synthétiser l'ouverture d'un télescope unique de diamètre équivalent à la plus grande ligne de base de l'interféromètre.

### La super-synthèse

Remarquons que le mouvement de rotation de la terre permet d'accroître la zone couverte du plan  $uv$  lors d'une mesure. En effet, la rotation de la terre implique un mouvement de rotation des lignes de base, et un point dans le plan  $uv$  correspond en pratique à un arc d'ellipse. L'arc dépend de l'orientation de la ligne de base, de la latitude de l'interféromètre et de la position de la source dans le ciel. La figure 5.6 montre la couverture du plan  $uv$  obtenue pour les observations d'Abell 1795 avec l'interféromètre du Plateau de Bure, Grenoble (France) pour les configurations C et D.



**FIG. 5.6:** Couverture du plan  $uv$  pour les configurations d'antennes utilisées lors des observations d'Abell 1795. On peut voir l'effet de super synthèse d'ouverture dû au mouvement de rotation de la terre.

### Les espacements courts

*La taille finie des télescopes limite l'échantillonnage du plan  $uv$ . En effet, il n'est pas possible d'avoir des lignes de bases plus courtes que la taille du diamètre d'une antenne unique. Les basses fréquences spatiales ( $\mathbf{b}/\lambda$ ) ne peuvent donc pas être observées lorsque l'on fait de l'imagerie à l'aide d'un interféromètre. Dans le plan conjugué de Fourier, cela correspond à l'aspect de la source, à l'échelle du champ de vue. Toute structure étendue de la taille du lobe primaire ne peut donc pas être imagée. Il est important de se rappeler de cela lorsque l'on compare les flux détectés avec une antenne unique (le télescope de 30m par exemple) avec les flux mesurés dans l'image construite avec un interféromètre.*

### 5.2.3 Construction des images

*Maintenant que nous avons rappelé brièvement les principes généraux de l'imagerie à haute résolution angulaire à l'aide d'interféromètres, examinons, plus en détail, les étapes de la réduction des données et de la construction des images dans le domaine radio-millimétrique.*

#### Première étape : une image sale

*Dans un premier temps, il s'agit de construire une image dite 'sale' de la source observée à partir des données. Le temps de calcul nécessaire pour effectuer la transformée de Fourier inverse, décrite par l'équation 5.9, est en pratique trop long. La première étape consiste donc à effectuer une transformée de Fourier rapide (FFT) d'une grille sur une autre grille : les données (dans le plan  $uv$ ) sont interpolées sur la grille, c'est le 'gridding',*

puis l'algorithme de FFT permet d'obtenir l'image sale.

$$FFT[\text{grilledesdonnes}] = I_s = D \otimes (A \times I) \quad (5.12)$$

on obtient alors l'image de la brillance de surface  $I$  multipliée par le lobe primaire de l'interféromètre et convoluée par ce que l'on appelle le lobe sale  $D$ . Ce dernier est la réponse impulsionnelle de l'image sale. Il est défini comme la transformée de Fourier de la fonction d'échantillonnage dans le plan  $uv$  et ne dépend donc que de la distribution spatiale des antennes et des poids que l'on affecte à chaque mesure dans le plan  $uv$ .

### Seconde étape : une image propre

L'image sale est ensuite nettoyée par un algorithme de dé-convolution qui permet d'obtenir une image dite propre. Il existe plusieurs méthodes pour effectuer cela, parmi lesquelles, les plus utilisées sont les méthodes CLEAN (Hogbom & Brouw, 1974) et MEM (méthode de maximum d'entropie) (Narayan & Nityananda, 1986). La méthode que nous avons utilisée, incluse dans le logiciel de réduction et d'analyse des données GILDAS de l'IRAM est la méthode CLEAN. Il existe plusieurs variantes de cette méthode, implémentées dans GILDAS (Hogbom, Clark, SDI, MRC, Multiscale method).

La méthode CLEAN consiste à dé-convoluer l'image sale en faisant l'hypothèse que la source est une juxtaposition d'un nombre fini de sources ponctuelles. Le problème est donc d'ajuster et de soustraire un nombre fini de lobes sales (transformée de Fourier de la couverture spatiale du plan  $uv$  pendant la configuration observationnelle). Une fois que l'image est nettoyée, on convolue chaque composante soustraite par ce que l'on appelle le lobe propre, qui est en général une gaussienne de la taille du lobe synthétisé. Les figures 5.7 et 5.8 montrent les lobes synthétisés pour les longueurs d'onde d'observations 2.6 et 1.3mm d'Abell 1795. Dans le coin en bas à gauche, on peut voir le lobe propre par lequel est convolué l'ensemble des composantes CLEAN répertoriées après nettoyage du lobe sale.

## 5.3 Observations du centre de l'amas Abell 1795

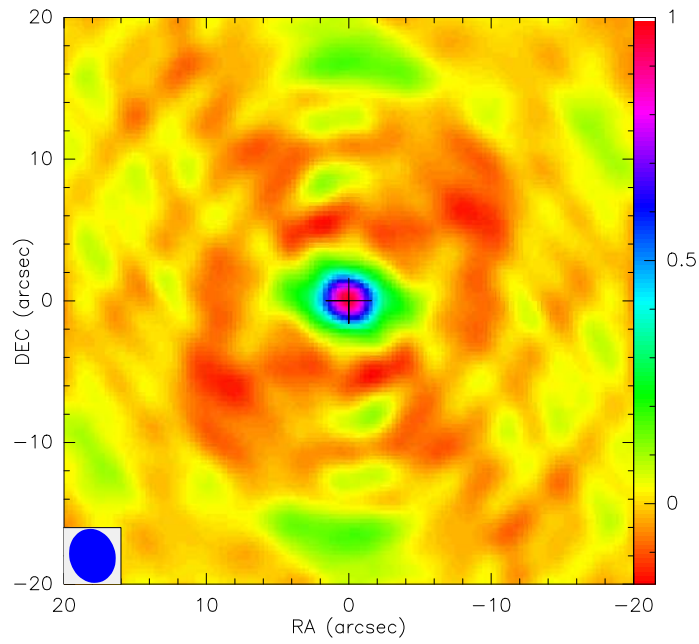
### 5.3.1 Caractéristiques de la configuration observationnelle choisie

Abell 1795 a été observé durant l'hiver 2002-2003 avec l'interféromètre du Plateau de Bure (IRAM), France. Les données ont été réduites à Grenoble, à l'aide du logiciel de réduction et d'analyse des données de l'IRAM : GILDAS.

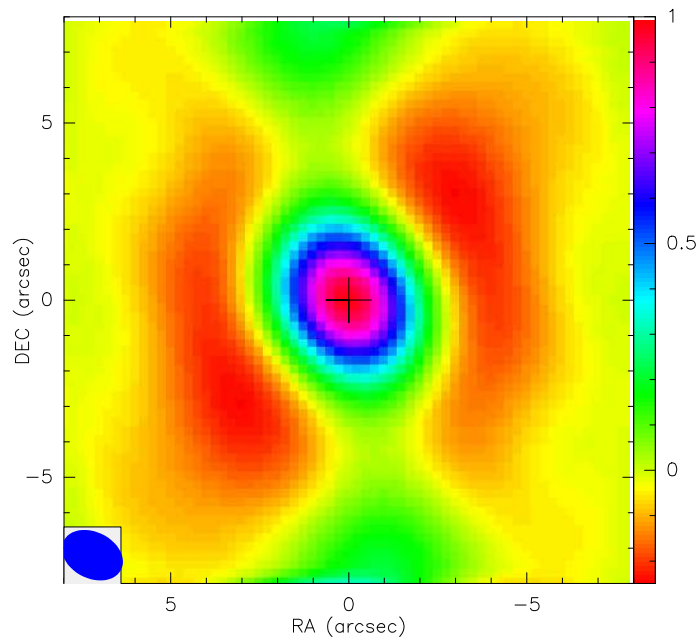
#### Configurations des antennes - résolution angulaire

Les observations d'Abell 1795 ont été effectuées avec 5 et 6 antennes. Les six configurations d'antennes possibles peuvent être combinées pour obtenir finalement 5 combinaisons qui sont appelées  $D$ ,  $CD$ ,  $CC$ ,  $BC$ ,  $BB$  et  $AB$ . Ces combinaisons décrivent les configurations les plus compactes ( $D$ ) jusqu'aux plus étendues ( $AB$ ). Elles permettent donc d'accéder à des résolutions angulaires de plus en plus grandes. Ayant obtenu un signal très





**FIG. 5.7:** Lobe synthétisé pour la configuration d'observation dans la bande CO(1-0) à 2.6mm

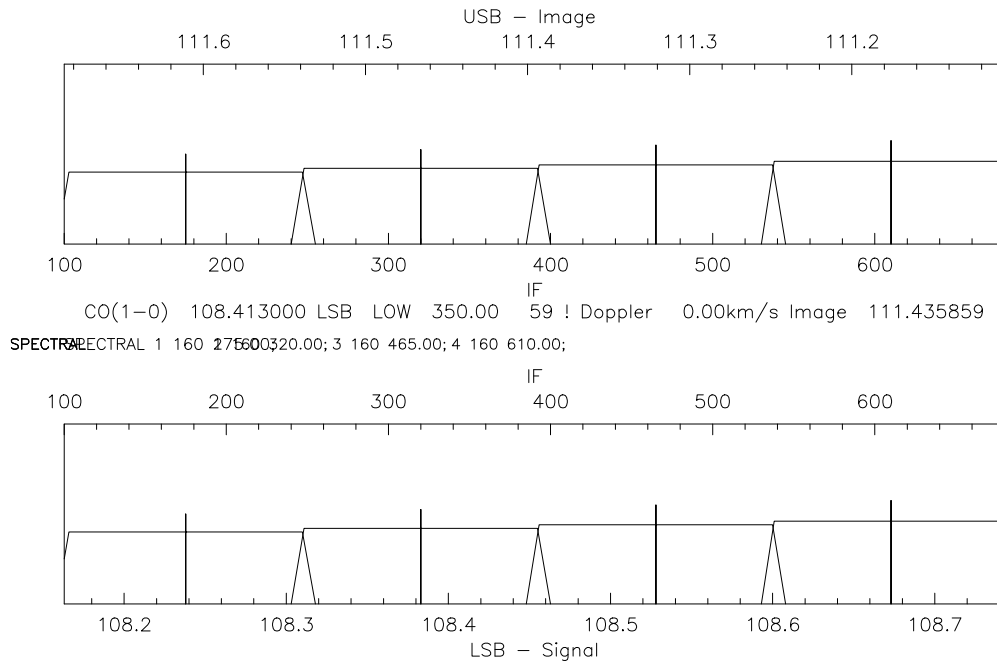


**FIG. 5.8:** Lobe synthétisé pour la configuration d'observation dans la bande CO(2-1) à 1.3mm

faible dans les raies  $CO(1-0)$  et  $CO(2-1)$  avec le télescope de 30m pour Abell 1795, il a été proposé d'utiliser les combinaisons  $D$  et  $CD$  pour imager l'amas de galaxies. Les résolutions spatiales obtenues sont néanmoins assez bonnes. En  $CO(1-0)$  le lobe synthétisé est d'une taille de  $3.26'' \times 3.23''$  et en  $CO(2-1)$  et de  $1.81'' \times 1.31''$ . A une distance  $\sim 270$  kpc, il est alors possible de résoudre des structures de la taille de quelques kpc ( $1'' = 1.31$  kpc). La largeur à mi-hauteur du lobe primaire, limité par la taille des antennes, est de  $43''$  en  $CO(1-0)$  et de  $22''$  en  $CO(2-1)$ . Ainsi, la région observée avec le télescope de 30m est couverte entièrement et s'étend même au-delà à 3mm.

### Corrélateur - résolution spectrale

L'interféromètre est équipé de 8 unités indépendantes de corrélation qui peuvent être utilisées dans 6 modes différents. Chacun de ces modes permet de couvrir une bande de fréquence plus ou moins grande avec une résolution spectrale plus ou moins bonne. Ces bandes passantes d'analyse peuvent être placées n'importe où sur la bande passante totale du détecteur, qui couvre les fréquences entre 100-600 MHz. Nous avons utilisé un mode



**FIG. 5.9:** Couverture de la bande passante du détecteur avec 8 unités de corrélation de largeur 160 MHz et de résolution spectrale 2.5 MHz.

dont la largeur de bande de chaque unité est assez grande : 8 unités de 160 MHz de résolution 1.25 MHz. En terme de vitesse, la bande totale couverte par le détecteur :  $\sim 500$  MHz couvre une largeur en vitesse de  $\sim 1300$  km/s à 2.6mm et  $\sim 650$  km/s à 1.3mm. Les 8 unités permettent de couvrir l'ensemble de la bande passante du détecteur. D'après les observations du télescope de 30m de l'IRAM, on s'attendait à détecter des raies de largeur

*de bande assez grande ( $\sim 500$  km/s). Il était donc indispensable de couvrir la plus grande bande passante en fréquence possible. La résolution spectrale n'a pas beaucoup d'intérêt dans le cadre des observations du centre d'Abell 1795. En effet, pour pouvoir augmenter le signal sur bruit de façon significative, nous avons besoin de dégrader la résolution spectrale au maximum. Nous avons finalement construit un cube  $(X, Y, V)$  représentant 16 cartes du centre de l'amas de résolutions spectrales 89 km/s en  $CO(1-0)$  et 44 km/s en  $CO(2-1)$ . Ces résultats sont présentés section 5.3.2.*

### **5.3.2 ARTICLE - Cold molecular in Abell 1795 - (in prep)**

*Le travail concernant Abell 1795 a fait l'objet d'une publication acceptée (Salomé & Combes, 2003b) qui est présentée en annexe A. Cette section décrit plus en détail les résultats et la discussion de ces mêmes observations. Elle constitue la base d'un article en préparation, en attente d'observations complémentaires d'Abell 1795 planifiées pour les mois à venir, voir annexe B.*

# Mapping the cold molecular gas a cooling flow cluster of galaxies

## - Abell 1795 -

P. Salomé<sup>1</sup> and F. Combes<sup>1</sup>

LERMA, Observatoire de Paris, 61, Av. de l'Observatoire, 75014 Paris  
e-mail: philippe.salome@obspm.fr

Received October 1, 2003; accepted

**Abstract.** Cold molecular gas is found in several clusters of galaxies (Edge 2001; Salomé & Combes 2003) : single dish telescope observations in CO(1-0) and CO(2-1) emission lines have revealed the existence of large amount of cold gas (up to  $\sim 10^{11} M_{\odot}$ ) in the central region of cooling flow clusters. We present here interferometric observations performed with the IRAM Plateau de Bure interferometer in Abell 1795. Comparison with IRAM 30m data shows the cold gas detected is extended. CO morphology is very similar to the structures observed in H $_{\alpha}$ . It also presents analogies with the brightest X-ray emitting regions and the star forming regions observed through UV continuum excess. The cold gas kinematics is also comparable to the optical nebulosity behaviour in the very central region. These new results confirm the existence of a very cold component in cooling flows and show that it is associated with the intra-cluster medium rather than with the central cD. The optical filaments, aligned with the cD orbit, are intimately related to the radio jets and lobes and the material fueling the star formation probably comes from the deposited gas along the cooling flow. Even if some heating mechanisms are present, these millimetric CO maps show an effective cooling to very low temperatures indeed occurs.

**Key words.** Molecular gas – Galaxies – Clusters : Cooling flows

### 1. Introduction

Abell 1795 is a rich cluster of galaxies thought to be the site of a cooling flow. The radiative cooling time in the central region of relaxed clusters can be less than the age of the cluster so that the hot gas may cool to a very low temperature phase able to form stars, Fabian (1994). During several decades, many searches of this very cold gas have been unsuccessful through CO emission lines observations, (Grabelsky & Ulmer 1990; McNamara & Jaffe 1994; O'Dea et al. 1994; Braine & Dupraz 1994), as through HI in absorption (McNamara et al. 1990; O'Dea et al. 1995). Molecular gas has only been detected around NGC 1275 (Lazareff et al. 1989; Irwin & Bridges 1996) but is probably due to a merging event taking place in the Perseus cluster core. Large amount of absorbing gas is nevertheless inferred by X-ray observations (White et al. 1991; Allen 2000).

CO rotational lines emission have been recently detected in several clusters of galaxies with cooling flows (Edge 2001; Salomé & Combes 2003) which revealed for the first time the very existence of a cold molecular component ( $\sim 20K$ ) in these environment. The origin of this gas is still tentative, but it could be the residual of the

hot cooling gas. Theoretical considerations predict that a large sink of cold gas could be deposited along the flow (Fabian & Nulsen 1977; Cowie et al. 1983), but the ultimate fate of the cooling gas has been the subject of a contested debate. The CO detected may trace the gas deposited by the cooling flow. A trend of correlation is found between the cold molecular gas masses and mass deposition rates. Moreover recent  $\dot{M}$  derived from Chandra and XMM-Newton observations, are lowered by a factor of  $\sim 5$ , (Peterson et al. 2003) and no longer disagree with a sink of cold gas deposited in a few cooling times for the cooling flow clusters detected with the IRAM 30m telescope and the JCMT. Recent OVRO observations, (Edge & Frayer 2003) of 5 cluster cores through CO(1-0) emission line concluded that the majority of the emission is coming from a compact centered region. The aim of the observations carried out with the Plateau de Bure interferometer and presented here was to identify the cold gas emitting region in the center of Abell 1795 and to study its dynamics in order to discriminate a galactic origin and to look for more evidences of a cooling flow residual.

Recent X-ray observations of Abell 1795 with the X-ray satellites Chandra and XMM-Newton confirmed the gas temperature is dropping by a factor of 3 towards the center (Tamura et al. 2001; Fabian et al. 2001; Ettori

et al. 2002). Fabian et al. (2001) discovered a long ( $\sim 40''$ ) North-South filament with Chandra. The X-ray filament is coincident with an  $H_\alpha + N[II]$  filament previously found by Cowie et al. (1983). The radiative cooling time of the gas in the filament is similar to its dynamical age (length/velocity). The cD, a little South of the head of the filament is not at rest in the cluster potential and is probably oscillating around the cluster core. A possible explanation (Fabian et al. 2001) is that the filament is a cooling wake : during the cooling time, the large scale hot gas sees the minimum of potential as a straight line along the cD that may accrete the cooled gas. X-ray spectral analyses by Ettori et al. (2002) conclude that the gas in the core of Abell 1795 cools radiatively in  $\sim 3.8 \times 10^8$  yr in the central 10 kpc radius. The cooling radius where the cooling time reaches a Hubble time is at about 200 kpc and the mass deposition rate at this radius is of about  $100 M_\odot/\text{yr}$ . In the model the authors have adopted (i.e. a multiphase component model with extra-absorption), the mass deposition rate within a  $10''$  radius is only  $7.9 \pm 2.4 M_\odot/\text{yr}$ . The cold gas mass inferred is  $\sim 4.8 \pm 0.6 \times 10^9 M_\odot$ , that could be deposited in  $\sim 4.0$ - $10 \times 10^8$  yr, taking into account X-ray mass deposition rates. This is quite similar to the cooling time of the gas in the central region ( $t_{cool} \sim 3.4 \pm 0.6 \times 10^8$  yr). It is possible that the gas detected with the single dish telescope is the sink of cold gas deposited continuously by the cooling flow and fueling star formation revealed by blue continuum excess, (McNamara et al. 1996; Pinkney et al. 1996). Actual scenarios tend to consider an intermittent cooling with re-heating phases that could be linked to the radio activity of a central source commonly found in cooling flow clusters of galaxies. The next section presents the interferometer and observations characteristics. Sections 3 and 4 describe the morphology and the dynamics of the cold molecular gas detected. In section 5, we discuss the place of this cold gas within the cooling flow and section 6 are conclusions.

Throughout this paper, we assume  $\Omega = 0.3$ ,  $\Lambda = 0.7$  and  $H_0 = 70 \text{ km.s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

## 2. Observations and data reduction

Mapping the cold molecular gas emission was done with the IRAM Plateau de Bure interferometer through CO(1-0) and CO(2-1) rotational lines. Seven partial observing runs were carried out during winter and spring 2002. The total integration time is 43 hours. Frequencies were centered on the central cD galaxy redshift ( $z=0.0631$ ), at respectively 108.413 and 216.822 GHz. Observations were made with 5 or 6 antenna in the compact configurations C and D that gave a quite good spatial resolution :  $3.26 \times 3.23''$  at 2.7mm and  $1.81 \times 1.31''$  at 1.3mm. Primary beam are  $43''$  in CO(1-0) and  $22''$  in CO(2-1) that correspond to the central 56.5 and 28.9 kpc (i.e.  $1'' = 1.31 \text{ kpc}$ ). The IRAM interferometer is equipped with 8 independent, nearly identical, correlator units. Four

contiguous bandpass of 160 MHz bandwidth covered 580 MHz that is  $\sim 1600 \text{ km/s}$  and  $802 \text{ km/s}$  in CO(1-0) and CO(2-1) respectively. The observing spectral resolution was 1.25 MHz. To improve signal to noise, we smoothed into channels of 89 km/s and 44 km/s since the expected line width was  $\sim 500 \text{ km/s}$  from IRAM 30m single dish observations. Reduction was made in the IRAM headquarters, Grenoble, in December 2002 and analysed with the GILDAS package to build 16 velocity channels maps. Channel maps are presented on Fig. 3 and Fig. 4. The total emission is presented in integrated maps (summed over all the velocity channels). And Position-Velocity (P-V) were then built to explore the dynamics of the cold gas.

## 3. Cold molecular gas morphology

### 3.1. Continuum emission from 4C+26.42

The central cD galaxy in Abell 1795 hosts a radio source 4C+26.42 well described by van Breugel et al. (1984) who observed the radio galaxy through 20cm, 6cm and 2cm wavelength with the VLA. It is a small and bright Z-shaped radio source. Various component are identified with principally a nucleus and two lobes, bent by almost 90 degrees. At 3mm, we detect a  $6 \text{ mJy/beam}$  continuum, as shown on Fig. 1. No signal is detected at 1.3mm with the actual PdB sensitivity at  $0.5 \text{ mJy/beam}$ .

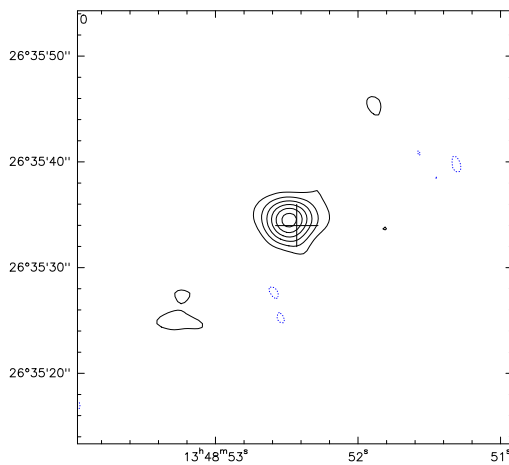
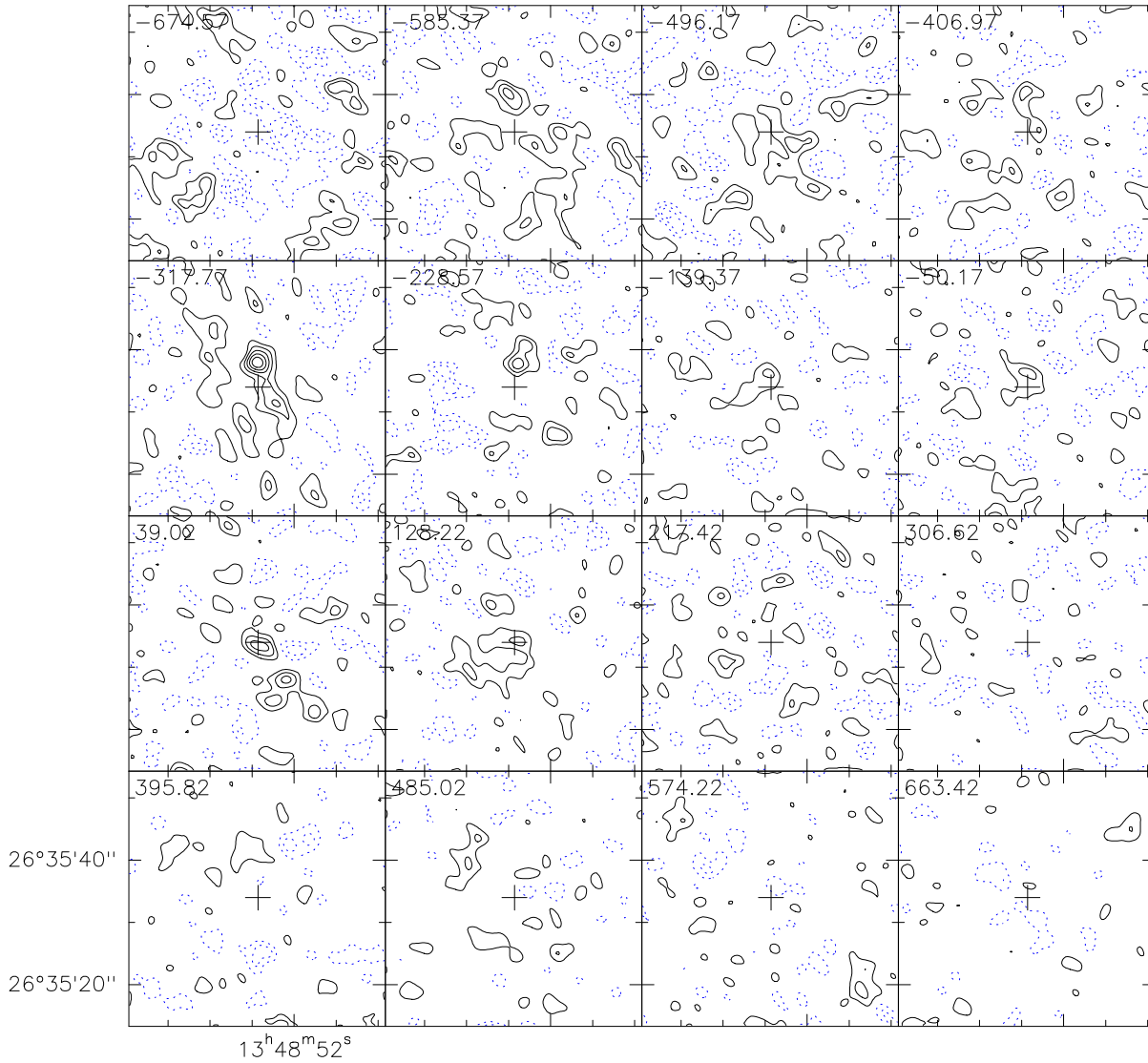


Fig. 1. 6mJy continuum emission detected at 3mm with the Plateau de Bure interferometer. Contours are 1, 2, 3, 4, 5 and 6mJy/beam.

The continuum detection at 3mm is consistent with the expected radio source synchrotron emission. On Fig 2 is show the spectral energy distribution of the central galaxy. The 6mJy emission continuum detected with the Plateau de Bure interferometer is aligned with a central radio source synchrotron flux with decreasing slope of  $\alpha \sim -1$ .



**Fig. 3.** CO(1-0) channel maps, idem as Fig. ??, From top left to bottom right, velocity maps are centered on -674.57, -585.35, -496.17, -406.97, -317.77, -228.57, -139.37, -50.17 km/s, 39.02, 128.22, 217.42, 306.62, 395.82, 485.02, 574.22, 663.42 km/s.

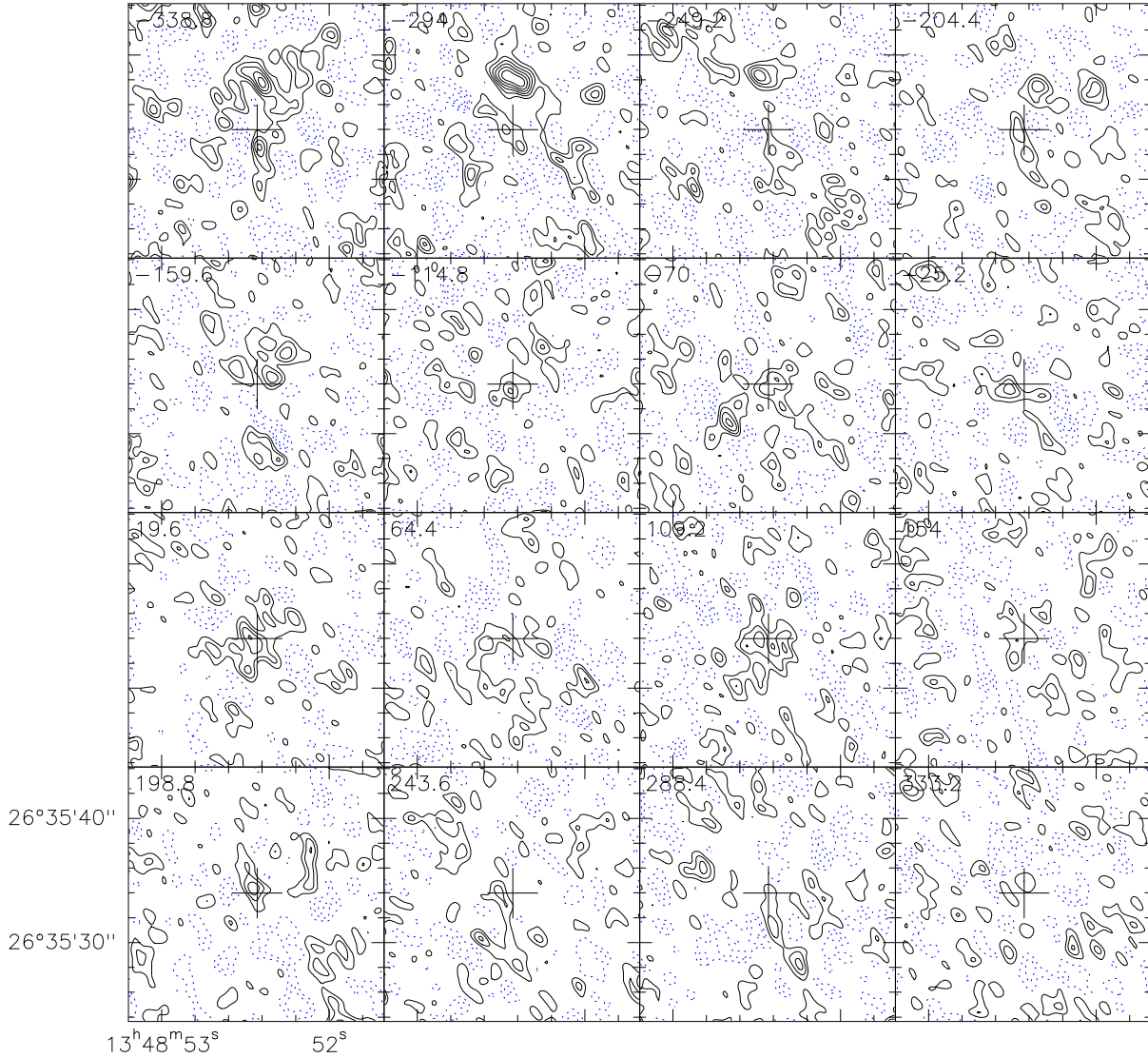
### 3.2. Channel maps

### 3.3. Extended cold gas

CO(1-0) and CO(2-1) rotational lines are detected. The line ratio is consistent with an optically thick gas with somewhat sub-thermal excitation, due to an average low density. After continuum subtraction, integrated map have been built by integrating over the whole range of covered velocities in both wavelengths. Results are presented on Fig. 5. CO emission is clearly detected through CO(1-0) and CO(2-1) emission lines. The IRAM 30m detection is confirmed. We can see there are two bright fea-

tures identified in both lines : one at the field center (i.e. at the galaxy position) and another one at  $\sim 4''$  North-West from the cD (NW hereafter). The two distinct regions correspond to the two regions observed in U-band excess and associated to star formation found by McNamara et al. (1996). The a large reservoir of cold gas discovered in the core of Abell 1795 fuels the star formation there (Pinkney et al. 1996). Moreover, the cold gas in the central  $10''$  superpose exactly to the  $H_\alpha$  imaged by van Breugel et al. (1984) as shown on Fig. 5.

Finally, the NW region peaks at the brightest X-ray emission region, which is identified as the region where the cooling time of the gas is the shortest. The S/N is



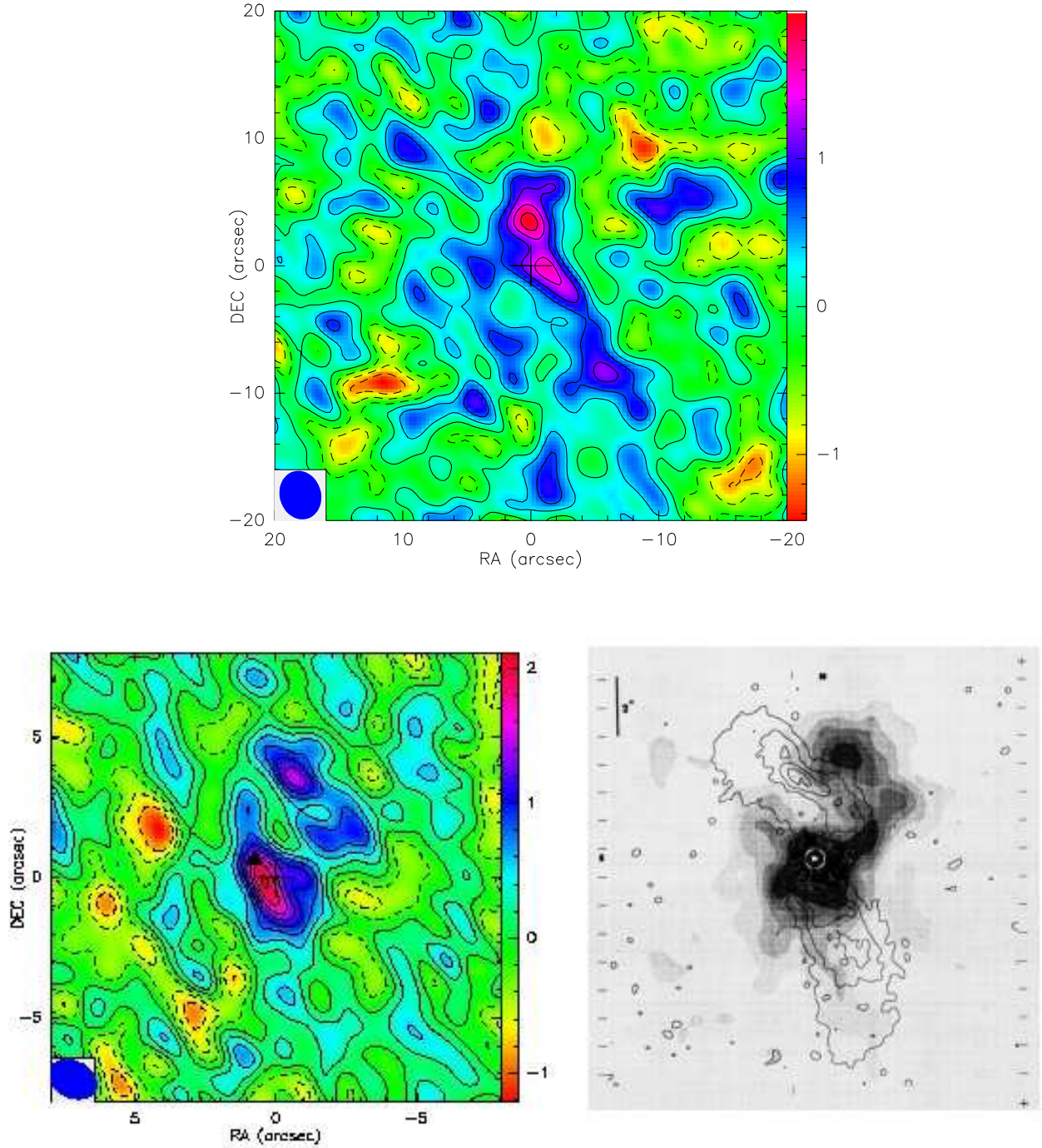
**Fig. 4.** CO(2-1) channel maps, idem as Fig. ??, From top left to bottom right, velocity maps are centered on -338.8, -294, -249.2, -204.4, -159.6, -114.8, -70, -25.2 km/s, 19.6, 64.4, 109.2, 154, 198.8, 243.6, 288.4, 333.2 km/s.

stronger in CO(2-1) than in CO(1-0) and the shape of the cold gas region is well identified in CO(2-1). But the limited primary beam at 1.3mm (22'') avoid the detection, if present, of gas at larger radii. The CO(1-0) emission is too faint to be compared to the large North-South filament seen through X-ray and  $H_{\alpha}$ . Nevertheless a South-West structure seems to appear in emission, that suggests the possible presence of cold gas towards the South. More observing time is required to try to map the southern filamentary region with IRAM interferometer and confirm the CO extension towards the South. We have compared the CO emission lines obtained here with previous measurements made with the IRAM 30m telescope. A 22''

and a 11'' regions have been selected in the PdB images in CO(1-0) and CO(2-1). Emission line maps have then been corrected from beam effects and spectra integrated over all the region have been extracted, as shown on Fig. 6.

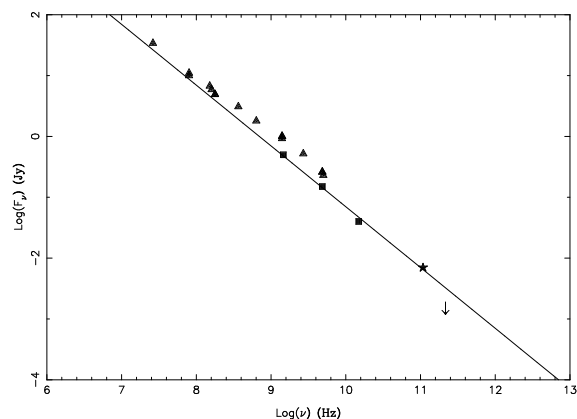
The total flux obtained with the interferometer is much lower than that found with the single dish telescope : only 25% and 44% is retrieved at 3mm and 1.3mm respectively. That means the emission is certainly extended and filtered by the interferometer. A faint two peaks behaviour also appear in the spectra, clearly seen in CO(1-0), but also in CO(2-1) even if the smaller velocity range limits the comparison. Two components in velocity seems to be present :





**Fig. 5.** Top : CO(1-0) integrated emission. Linear contours are drawn from  $-3\sigma$  to  $6\sigma$  spaced by  $1\sigma = 0.36 \text{ Jy/beam.km/s}$ . Dashed are negative contours. The beam is plotted in the bottom left corner. Bottom left : CO(2-1) integrated map. Contours are from  $-3\sigma$  to  $8\sigma$  spaced by  $1\sigma = 0.26 \text{ Jy/beam.km/s}$ . The black triangle indicate the radio source position. Bottom right : H $\alpha$  + [NII] line emission in grey scale, overlaid the 6cm continuum emission from 4C+26.42 radio lobes van Breugel et al. (1984).





**Fig. 2.** Spectral energy distribution of the central cD galaxy. Triangles are data from the NED database, squares are radio fluxes from van Breugel et al. (1984) in the central  $\sim 2''$ . The star is the millimetric measurement. Fitted on squares and star a synchrotron emission from the nucleus, with a spectral index  $\alpha \sim 1$ . The arrow is the  $3\sigma$  upper limit at 1.3mm.

one centered on the cD velocity and one at  $\sim 300$  km/s. To study this peculiar dynamics, Position Velocity diagrams have been performed.

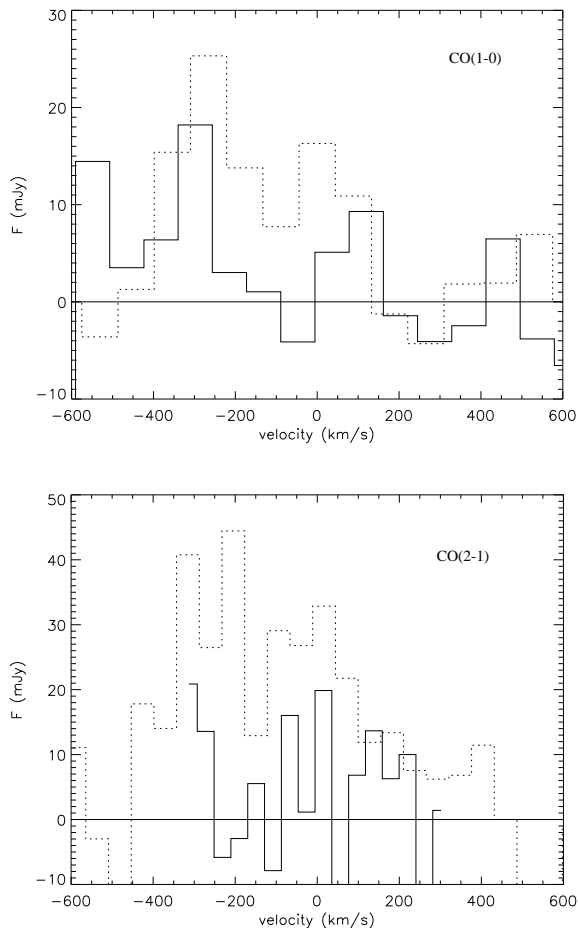
CO(1-0) Intensity (Single dish 30m telescope)	CO(1-0) Intensity (Plateau de Bure interferometer)
7.7 Jy.km/s	1.9 Jy.km/s
CO(2-1) Intensity (Single dish 30m telescope)	CO(2-1) Intensity (Plateau de Bure interferometer)
12.8 Jy.km/s	5.6 Jy.km/s

**Table 1.** CO(1-0) and CO(2-1) emission line intensity. IRAM 30m telescope and Plateau de Bure interferometer measurements comparison.

## 4. Cold molecular gas dynamics

### 4.1. Position-Velocity diagrams

Two P-V diagrams taken along the axis of maximum emission (PA=27) are presented on Fig. 7 and Fig. 8. The presence of two components in velocity, suggested by the integrated spectra is confirmed here : a first one centered on the galaxy position, at the cD velocity (i.e. 0 km/s) less apparent at 3mm, and a second one, bright in both lines peaked in  $\sim 4''$  North, at a velocity  $\sim 350$  km/s. It is coincident with the mean velocity of the galaxies inside the cluster ( $\sim 374$  km/s by comparison to the cD velocity, Hill et al. (1988); Oegerle & Hill (1994). This trend is similar to the kinematics of the  $H_\alpha$  gas (van Breugel et al. 1984; Cowie et al. 1983) in the same region, underlying the strong link found between the optical line emitting gas and the cold molecular gas. The gas at  $\sim 350$  km/s



**Fig. 6.** Comparaison between 30m telescope (triple dots) and PdB interferometer (full line) spectra. Top : CO(1-0) emission line. Bottom : CO(2-1) emission line.

is concentrated at the North-West from the galaxy, but seems also extended towards the cD position (vertical extension on CO(1-0) P-V map). This effect is less visible in CO(2-1), but it might be due to the limited velocity range at 1.3mm. A second behaviour clearly seen in CO(2-1) is a velocity gradient from the NW peak at  $\sim 350$  km/s to the galaxy position at  $\sim 0$  km/s. This trend is also visible, even if fainter in the CO(1-0) line.

## 5. Discussion

### 5.1. Cold ICM gas

The first question which must be addressed is whether the cold molecular gas we observed is a cluster phenomenon or whether it is associated with the central cD galaxy. We noticed that the cold gas is not centered on the galaxy position but along the NW lobe edge. Its kinematics do not reveal a rotating disk of gas around the cD. So the cold gas is unlikely to come from the cD.

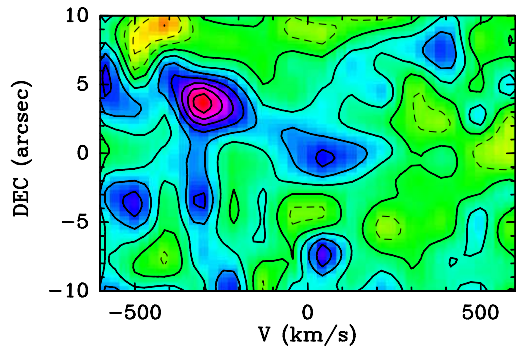


Fig. 7. Position-Velocity diagram in CO(1-0) emission line, the positions are along a slit of  $5''$  width (integrated), centered on the galaxy position and aligned with the maximum of emission (PA=27).

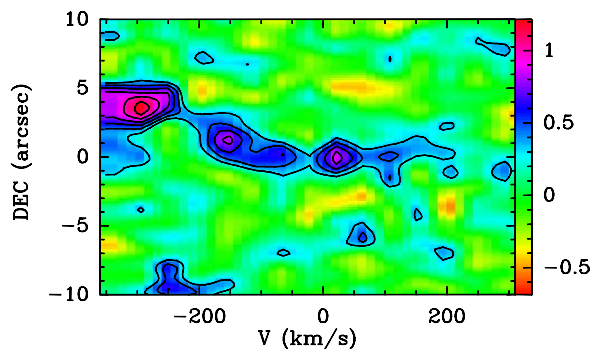


Fig. 8. Position-velocity map in CO(2-1) emission line in the same region as in Fig. 7.

The CO emission is found to be correlated to the  $H_\alpha$  luminosity in several clusters of galaxies with cooling flows (Edge 2001; Salomé & Combes 2003). The optical filamentary emission origin is still debated, but is certainly a cluster phenomenon. The outstanding association of the morphology/dynamics of the optical nebulosities and of the molecular gas in Abell 1795 suggests an intra cluster origin of the cold gas and confirms that  $H_\alpha$  is probably

the best tracer of CO emission in cooling flow clusters of galaxies.

The fact that cold gas emission is extended and homogeneous also argue for a cluster phenomenon, corresponding to the cooling of the hot X-ray gas.

### 5.2. Two identified cooling regions

A cooling flow scenario associated with accretion of cooled gas by the cD galaxy may explain the similar velocity behaviour of the gas seen through optical and millimetric wavelengths (taking into account the peculiar velocity of the central galaxy in the cluster core). The gas in the outer part of the flow (NW) is at the mean cluster velocity, and it may be a residual of gas cooling within the cluster potential. The gas at the vicinity of the cD has a velocity close to that of the cD. The velocity gradient clearly seen through CO(2-1) reinforces this interpretation, see Fig. 7 and 8. We may have seen the cold component in a steady state cooling flow, which deposits cooled gas in the ICM and also fuels the activity of the central galaxy nucleus.

### 5.3. Radio jet - Cooling gas interaction

The cold gas is interacting with the central galaxy, its local potential and the radio lobes emerging from 4C+26.42. The shell like geometry of the cold molecular gas is very interesting. The radio lobes seem to avoid the presence of CO emission. Cavities have been recently imaged through X-ray in several cluster of galaxy, rising the question of the interaction of the hot cooling ICM with the central radio source activity Brüggén & Kaiser (2002); De Young (2003). In particular, in Abell 1795, the X-ray peak is not coincident with the cD position, but slightly North-West, along the lobe, coincident with the NW cold gas region. Since the radio source is embedded in a hot cooling gas, the lobe expansion, may have pushed the surrounding gas, accelerating and compressing the dense X-ray core. The regions at the edge of the radio lobes that should be denser (with a shorter cooling time) are indeed the place of an enhanced emission through optical line and of detection of cold molecular emission. Large warm molecular gas, vibrationally excited is particularly abundant in cooling flows galaxies and in Abell 1795 (Donahue et al. 2000; Wilman et al. 2002). And this warm emission could be related to the interaction between jets and molecular gas.

## 6. Conclusions

Cold molecular gas detected in Abell 1795 with the IRAM 30m telescope has been imaged through CO(1-0) and CO(2-1) emission lines in the central 56.5/28.9 kpc with the IRAM Plateau de Bure interferometer. A small fraction of the single dish total flux is retrieved by the actual interferometric observations, supporting an extended homogeneous gas repartition in the center of Abell 1795. The gas imaged is not in rotation around the cD galaxy, a strong emission is found close to the edge of the NW radio

lobe, that confirms the cold gas detected is certainly from a ICM origin.

In the very central part, the molecular gas morphology is exactly the same as that seen through  $H_\alpha$ . It is also coincident with the brightest X-ray emitting region (NW) where the cooling time is the shortest and with the star forming regions along the radio lobes. The AGN and its radio lobes are probably interacting with the cooling gas. The lobes expansion and the cD motion in the ICM may compress the cooling gas, so that the gas cools more efficiently along the radio lobe edges where the cold gas may condense and form stars.

The kinematics confirms this scenario : the cold gas in the vicinity of the cD is at the galaxy velocity and is at the cluster velocity along the NW radio lobe. A velocity gradient from NW towards the cD shows a part of the gas cooling in the intra-cluster medium is then accreted by the central galaxy.

More observing time focussed on the 40'' North-South filament is now required to search for the cold residual deposited by the flow in the long X-ray,  $H_\alpha$  structure.

*Acknowledgements.* Observations were made at the IRAM Plateau de Bure interferometer. IRAM is funded by the INSU/CNRS (France) and the IGN (Germany).

## References

Allen, S. W. 2000, MNRAS, 315, 269  
 Brüggen, M. & Kaiser, C. R. 2002, Nature, 418, 301  
 Braine, J. & Dupraz, C. 1994, A&A, 283, 407  
 Cowie, L. L., Hu, E. M., Jenkins, E. B., & York, D. G. 1983, ApJ, 272, 29  
 De Young, D. S. 2003, MNRAS, 343, 719  
 Donahue, M., Mack, J., Voit, G. M., et al. 2000, ApJ, 545, 670  
 Edge, A. C. 2001, MNRAS, 328, 762  
 Edge, A. C. & Frayer, D. T. 2003, ApJ, 594, L13  
 Ettori, S., Fabian, A. C., Allen, S. W., & Johnstone, R. M. 2002, MNRAS, 331, 635  
 Fabian, A. C. 1994, ARA&A, 32, 277  
 Fabian, A. C. & Nulsen, P. E. J. 1977, MNRAS, 180, 479  
 Fabian, A. C., Sanders, J. S., Ettori, S., et al. 2001, MNRAS, 321, L33  
 Grabelsky, D. A. & Ulmer, M. P. 1990, ApJ, 355, 401  
 Hill, J. M., Hintzen, P., Oegerle, W. R., et al. 1988, ApJ, 332, L23  
 Irwin, J. & Bridges, T. 1996, JRASC, 90, 333  
 Lazareff, B., Castets, A., Kim, D.-W., & Jura, M. 1989, ApJ, 336, L13  
 McNamara, B. R. & Jaffe, W. 1994, A&A, 281, 673  
 McNamara, B. R., Jannuzi, B. T., Elston, R., Sarazin, C. L., & Wise, M. 1996, ApJ, 469, 66  
 McNamara, B. R., O'Connell, R. W., & Bregman, J. N. 1990, ApJ, 360, 20  
 O'Dea, C. P., Baum, S. A., & Gallimore, J. F. 1994, ApJ, 436, 669  
 O'Dea, C. P., Gallimore, J. F., & Baum, S. A. 1995, AJ, 109, 26

Oegerle, W. R. & Hill, J. M. 1994, AJ, 107, 857  
 Peterson, J. R., Kahn, S. M., Paerels, F. B. S., et al. 2003, ApJ, 590, 207  
 Pinkney, J., Holtzman, J., Garasi, C., et al. 1996, ApJ, 468, L13+  
 Salomé, P. & Combes, F. 2003, A&A(Accepted)  
 Tamura, T., Kaastra, J. S., Peterson, J. R., et al. 2001, A&A, 365, L87  
 van Breugel, W., Heckman, T., & Miley, G. 1984, ApJ, 276, 79  
 White, D. A., Fabian, A. C., Johnstone, R. M., Mushotzky, R. F., & Arnaud, K. A. 1991, MNRAS, 252, 72  
 Wilman, R. J., Edge, A. C., Johnstone, R. M., et al. 2002, MNRAS, 337, 63

### 5.3.3 Discussion

*Il est difficile d'affirmer avec certitude que le gaz moléculaire détecté au sein d'Abell 1795 soit issu du refroidissement radiatif du gaz intra-amas. Cependant plusieurs indices suggèrent cette interprétation. A une échelle plus restreinte, autour de la galaxie centrale, d'autres phénomènes agissent qui compliquent la compréhension de l'origine du gaz froid. L'interaction du milieu intra-amas avec la source radio centrale semble particulièrement importante. Une partie du gaz moléculaire froid détecté est sans doute liée à l'activité de la galaxie centrale. Rappelons que l'existence d'une activité radio au centre des amas de galaxies avec courant de refroidissement est très fréquente. 71% des galaxies abritant un courant de refroidissement présentent aussi une activité radio (Burns, 1990). Dans ce sens, l'interaction Milieu Intra-amas - radio source, mise en évidence ici dans Abell 1795 soulève la possibilité d'un phénomène peut-être plus général au sein des courants de refroidissement.*

#### Une émission étendue

*Tout d'abord, revenons sur l'émission intégrée du gaz moléculaire. La comparaison des spectres obtenus avec l'interféromètre du Plateau de Bure et avec l'antenne de 30m apporte d'intéressantes informations. Un interféromètre est un filtre qui sélectionne un ensemble de fréquences spatiales permettant de recouvrir une information spatiale partielle provenant de la source observée. Les fréquences spatiales couvertes dans le cas d'Abell 1795 sont illustrées Fig. 5.6. On s'attend donc à ne retrouver avec un interféromètre qu'une fraction du flux détecté avec une antenne unique. C'est effectivement le cas, comme le montrent la figure 6 de la section 5.3.2. On peut constater qu'une très faible fraction du flux est retrouvée avec l'interféromètre : environ 25% en CO(1-0) et 44% en CO(2-1). Les fréquences spatiales sont déterminées par les espacements entre les différentes antennes (lignes de bases) et l'espacement nul entre les bases n'est pas possible avec un interféromètre. Les basses fréquences spatiales sont donc filtrées. Celles-ci correspondent aux structures étendues de la répartition spatiale de la source. Par conséquent, de façon qualitative, on peut voir que le gaz moléculaire froid, non imagé par l'interféromètre (dont la sensibilité est équivalente à celle du télescope de 30m), est sans doute réparti de façon étendue dans l'ensemble du lobe primaire ( $\sim 43''$ ) de l'interféromètre. Ceci est un argument très fort en faveur des courants de refroidissement. En effet, seul ces derniers pourraient avoir déposé de grandes quantités de gaz étendues de cette manière, contrairement à l'arrachement de gaz par interaction de la galaxie centrale avec d'autres galaxies de l'amas.*

#### Un réservoir de gaz pour la formation stellaire

*Si l'on étudie plus en détail la morphologie du gaz froid, on peut constater tout d'abord que ce dernier coïncide avec les régions de formation stellaire identifiées par McNamara et al. (1996b) par l'excès de leur émission continue bleue, voir Figure 3.4.*

*Regardons maintenant les cartes par canal de vitesse (cf. figures 3 et 4 de la section 5.3.2). La majeure partie de l'émission aux bords des lobes se situe dans les canaux de vitesses autour de  $\sim -350$  km/s. Ceci est encore plus clair sur les diagrammes positions-*

vitesse qui identifient clairement la région au Nord-Est de la galaxie centrale (le long du lobe Nord) à  $\sim 350$  km/s. C'est-à-dire à une vitesse complètement différente de celle de la galaxie.

L'association entre les régions de formation stellaire et le réservoir de gaz moléculaire n'est pas claire le long du lobe radio Sud. C'est à cause du faible niveau d'émission qui ne permet pas de distinguer de façon définitive, dans cette région, le signal du bruit assez élevé dans le reste de la carte. En revanche, le long du lobe radio Nord, on peut constater qu'effectivement le gaz froid détecté est sans doute un réservoir de matière disponible pour nourrir la formation stellaire.

McNamara et al. (1996c) proposent, en supposant une fonction de masse initiale locale et une métallicité solaire, qu'une flambée de formation d'étoiles, datée de  $5 \times 10^6$  ans, avec un taux de formation d'étoiles d'environ  $20 M_{\odot}/\text{an}$ , soit à l'origine de l'excès d'émission continue bleu le long des lobes radios. En accord avec ces ordres de grandeurs, (O'Dea, Charlottesville conference). a par ailleurs mis en évidence, à partir d'observations HST dans l'UV lointain et dans la raie de  $\text{Ly}_{\alpha}$ , que les étoiles chaudes alors formées ne sont pas suffisantes pour expliquer l'émission nébulaire de gaz ionisé observé en  $\text{H}_{\alpha}$ . Une autre source d'ionisation doit alors exister (radio source) ou bien une partie du flux UV n'est pas détecté. La figure 3.4 présente les observations du centre de l'amas à travers différentes longueurs d'ondes, où l'on peut constater que l'émission est d'une part diffuse et étendue, mais aussi résolue en de nombreuses sous structures, le long des lobes radio.

### Interaction avec les jets radio de l'AGN central

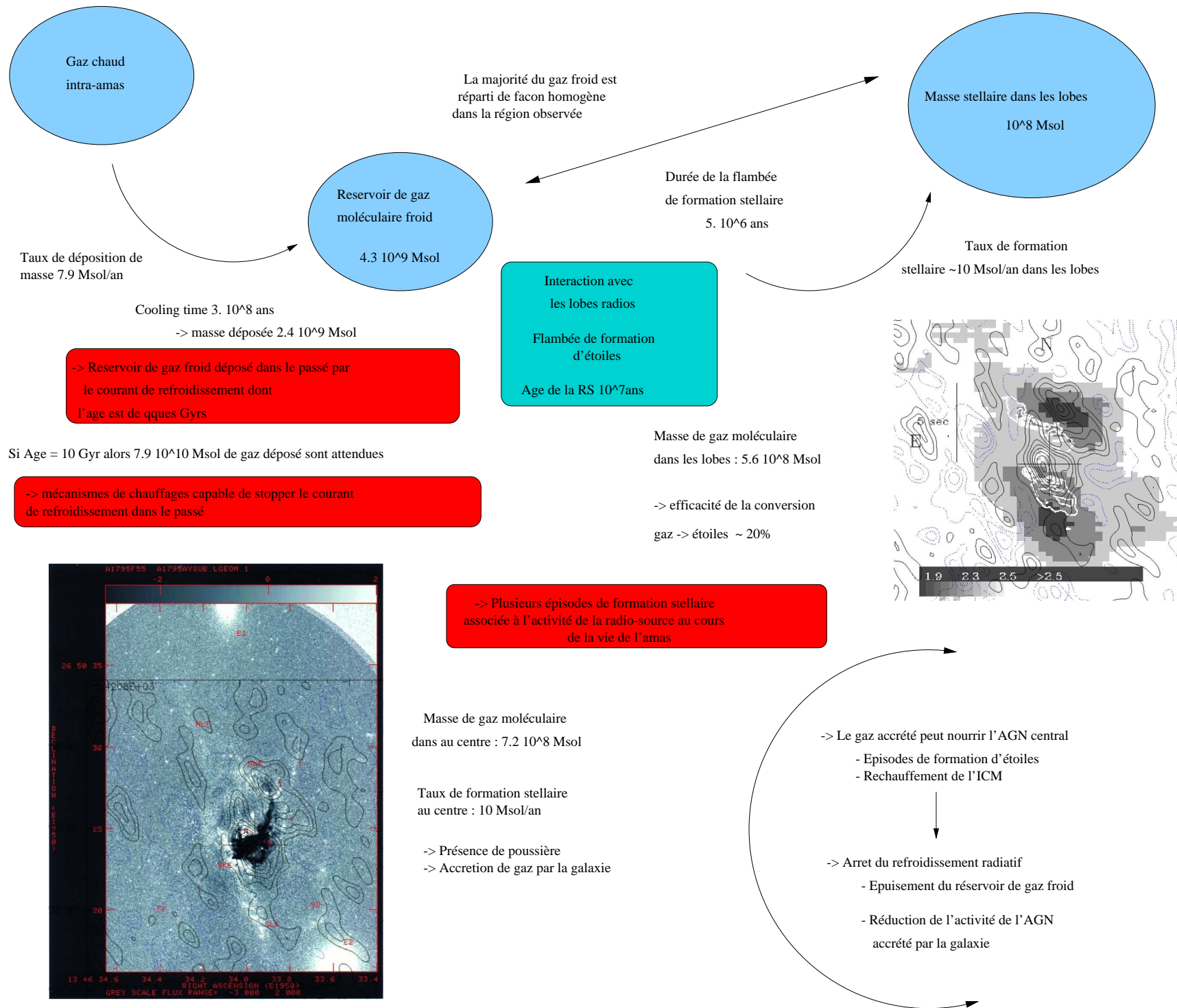
L'aspect des lobes radios imagés au coeur d'Abell 1795 présente une structure particulière. Ils sont en effet courbés d'environ  $90^{\circ}$  par rapport à la direction d'expansion des jets. Ceci suggère que l'expansion des particules chargées dans le milieu intra-amas a pu être défléchi par la présence d'une quantité de matière suffisamment dense. La détection de gaz moléculaire, au bord du lobe Nord, confirme cette hypothèse. Le rapport des raies  $\text{CO}(2-1)/\text{CO}(1-0)$  montre que le gaz est optiquement épais. La densité de ce gaz, certainement très grande, implique que ce dernier se trouve à l'endroit même de sa formation.

Le gaz froid est sans doute sous forme de petits nuages denses auto-gravitants, complètement insensibles à la pression exercée par l'expansion des lobes radio. La présence de gaz froid a certainement pour origine la compression du gaz chaud intra-amas par l'expansion des lobes radio. Là où le gaz est plus dense, le refroidissement radiatif est plus actif et le temps de refroidissement plus court que dans les régions alentours plus diffuses. Il semble donc que le courant de refroidissement soit accéléré le long des lobes radio. Ceci est en accord avec les récentes observations du satellite X Chandra. Nous l'avons vu au chapitre 1, la localisation des bulles dans les cartes d'émission X coïncide souvent avec la position des lobes radio associés à l'AGN, abrité par la galaxie centrale. Au bord de ces bulles, l'émission dans la bande X est plus forte qu'ailleurs, ce qui va dans le sens du scénario précédent. La présence de l'AGN central influence certainement la formation stellaire. En effet, celle-ci peut être provoquée le long des lobes radios (De Young, 1995). Les nuages froids compressés par des chocs au bord des jets en expansion, peuvent s'effondrer pour former des étoiles (Begelman & Cioffi, 1989). La présence d'émission en  $\text{H}_{\alpha}$  et l'excès de continu bleu (associé préférentiellement à l'activité stellaire, McNamara et al. (1996c)) le

*long des lobes s'inscrivent bien dans ce scénario.*

*La masse de gaz moléculaire, estimée d'après les observations en CO(1-0) d'Abell 1795, est de l'ordre de quelques  $10^8 M_\odot$  le long des lobes, ce qui est compatible avec le scénario de formation d'étoiles par sursaut décrit plus haut. L'âge de la source radio ( $10^7$  ans, d'après van Breugel et al. (1984)) est inférieur au temps de refroidissement du gaz X dans les  $20''$  centrales de l'amas (d'après l'analyse spectrale des données Chandra, Ettori et al. (2002b)). Ceci est compatible avec l'interprétation selon laquelle l'expansion des jets radio pourrait avoir poussé et comprimé le gaz intra-amas non encore refroidi. Seul ce dernier peut alors se refroidir en un temps suffisamment court pour atteindre des températures très basses et générer l'activité stellaire effectivement constatée. Les observations actuelles montrent la relation étroite entre les émissions du gaz à différentes longueurs d'ondes. Le gaz moléculaire détecté ici, par sa morphologie et sa dynamique, est sans aucun doute associé au gaz observé aux autres longueurs d'ondes. Rappelons que le gaz moléculaire n'est pas en rotation autour du centre de la galaxie. Un gradient de vitesse depuis un pic d'émission au Nord-Est de la galaxie jusqu'au centre de la galaxie suggère plutôt que le gaz intra-amas s'est refroidi le long des lobes radios avant d'être accrété par la galaxie centrale. Ce comportement est exactement le même que celui du gaz détecté en Halpha. van Breugel et al. (1984); Cowie (1985) avaient, en effet, trouvé que le gaz optique était à une vitesse de  $\sim 350$  km/s le long du lobe Nord alors que sa vitesse atteint celle de la galaxie centrale autour de la position de la source radio centrale, voir figure 3.3 dans le chapitre 3.*

*Une question essentielle concerne l'origine de la poussière détectée par Pinkney et al. (1996) au centre de l'amas Abell 1795, en dépit d'un environnement hostile. Dans un gaz X à une température  $\sim 2\text{-}3$  keV et d'une densité centrale de l'ordre de  $0.05 \text{ cm}^{-3}$ , la destruction des grains par les particules chargées du gaz intra-amas est très rapide et pour des grains de  $0.1 \mu\text{m}$  ceci s'effectue en quelques  $10^6$  ans, (Draine & Salpeter, 1979b). Le temps de survie des grains est proportionnel à leur taille. En  $\sim 100 \text{ } 10^6$  ans, tous les grains de taille inférieure à  $1.5 \mu\text{m}$  devraient avoir été détruits. Par conséquent, l'existence de poussière persistante au coeur de cet environnement extrêmement chaud implique l'existence de phénomènes d'écrantage de la poussière. Il est possible que celle-ci soit confinée dans des cocons de gaz à des températures inférieures à  $10^7$  K et que le milieu soit ré-enrichi continuellement en poussière par l'évaporation de nuages moléculaires froids. C'est le scénario que propose de Jong et al. (1990) pour expliquer la présence de poussière autour de NGC 4696 au centre de l'amas du Centaure. Le réchauffement de nuages froids par la présence d'activité stellaire, par les rayons X ou encore par les électrons du gaz pourrait en effet évaporer les nuages froids. Ainsi, le gaz chaud détecté en X pourrait être produit par ce phénomène d'évaporation plutôt que par refroidissement du gaz intra-amas. Les nuages de gaz froids viendraient de la récente collision subie par NGC 4696 avec une galaxie naine riche en gaz. On ne peut exclure qu'une ou plusieurs fusions de galaxies soient à l'origine de la poussière détectée dans Abell 1795. Cependant l'alignement de la poussière avec les lobes radio suggère que celle-ci soit plutôt un produit de la récente formation stellaire.*



### Accrétion de gaz

La présence d'un AGN central joue un rôle important. Le matériel accrété doit permettre de nourrir le noyau central, qui pourrait ensuite libérer son énergie sous la forme de jets de particules radio, capables de réchauffer le milieu environnant. Dans le cas des galaxies elliptiques, l'activité de l'AGN peut être très importante, comme le montrent les observations de M84 (Finoguenov et al., 2001). En effet, l'éruption radio au centre de la galaxie a complètement évacué le milieu interstellaire chaud de M84. L'activité radio des galaxies centrales d'amas a certainement des effets semblables, capables d'influencer les mécanismes de refroidissement radiatif du gaz X. Nulsen (2003) évalue la masse de gaz accrétée par le trou noir central avant l'apparition d'une éruption :

$$M_a = 2 \times 10^5 \frac{\Xi M_9^2}{T^{1/2} \Lambda_{-23}} M_\odot \quad (5.13)$$

où  $M_{bh} = 10^9 M_9$  est la masse du trou noir central,  $T$  la température du gaz environnant en keV, et  $\Lambda_{23} = 10^{23} \Lambda \text{ erg.cm}^3 \text{s}^{-1}$  la valeur de la fonction de refroidissement à cette température.  $\Xi$  est un facteur de l'ordre de  $\sim 10$  tenant compte de l'intervalle de temps pendant lequel le gaz est accrété avant l'apparition d'une éruption radio. Dans le cas d'Abell 1795, en utilisant les propriétés du gaz intra-amas déduites des observations dans la bande X (Ettori et al., 2002b), la masse de gaz accrétée est de l'ordre de  $\sim 1.10^6 M_9$ . Ceci est bien supérieur à la quantité de gaz moléculaire effectivement détectée avec l'interféromètre de l'IRAM dans la région de rayon  $2''$  ( $\sim 2.6 \text{ kpc}$ ) autour du centre de l'émission radio. Nous trouvons en effet environ  $10^8 M_\odot$  de gaz moléculaire froid. Pour un trou noir de  $2.10^9 M_\odot$ , la masse de gaz qui devrait pouvoir être accrétée correspond donc à environ 1% du gaz moléculaire effectivement détecté autour de la galaxie. L'énergie mécanique alors transférée au gaz environnant est d'après les auteurs :

$$E_a = \eta_{mech} * M_a c^2 \quad (5.14)$$

avec  $\eta_{mech}$  un facteur d'efficacité de conversion de l'énergie provenant de la masse accrétée, en énergie mécanique libérée lors d'une éruption. Dans le cas d'Abell 1795, l'énergie qu'il est possible de libérer suite à l'accrétion d'une masse  $M_a$  de gaz est d'environ  $E_a \sim 2.1 \times 10^{58} \eta_{mech} \Xi M_9^2 \text{ erg}$ . Pour qu'une cavité dans le gaz chaud soit créée par l'expansion des lobes radios, le travail nécessaire pour générer l'inflation de la cavité est  $pV \sim 1.10^{58} \text{ erg}$ , la pression du gaz au bord des lobes étant d'après les données X  $P \sim 10^6 \text{ K cm}^{-3}$  et le volume des lobes  $V \sim 2'' \times 12'' \times 2''$  (van Breugel et al., 1984). Si on tient compte de l'énergie thermique dans le lobe, l'énergie totale nécessaire pour créer la cavité est donnée par  $4pV$ , c'est-à-dire  $\sim 4 \times 10^{58} \text{ erg}$ . Cette énergie est cohérente avec l'énergie libérée lors de l'accrétion de gaz par un trou noir de masse  $2.10^9 M_\odot$  si  $\Xi \times \eta_{mech} \sim 0.8$  (valeur utilisée par (Nulsen, 2003) dans le cas d'Hydra A). Par ailleurs, si des chocs sont présents, ce qui est très vraisemblable (à la vue de l'activité stellaire accrue au bord des lobes), l'énergie requise pour former les cavités devrait être encore plus grande.



## 5.4 Conclusions

*Les observations interférométriques, effectuées au Plateau de Bure (IRAM), ont confirmé la présence de gaz moléculaire au centre d'Abell 1795. Des cartes d'émission par canal de vitesse ont été construites, ainsi des diagrammes position-vitesse, le long de l'axe de maximum d'émission. Une partie de l'émission semble étendue, ce qui va dans le sens d'un gaz issu du courant de refroidissement. De nouvelles observations, planifiées pour les mois à venir pourront permettre de confirmer cela, voir annexe B. Par ailleurs, les structures identifiées grâce à l'interféromètre ne sont pas uniquement centrées sur la galaxie cD. Le composant excentré possède une vitesse complètement différente de celle de la galaxie. Les cartes montrent que le CO n'est pas en rotation autour de la galaxie centrale. Il semble plutôt que le gaz détecté soit du gaz refroidi en dehors de la galaxie, le long des lobes radio, et dont une partie est accrétée par la cD centrale. Les diagrammes position-vitesse mettent en évidence un gradient de vitesse entre le gaz au Nord-Ouest de la galaxie et le gaz autour de la radio source centrale. Ce comportement est exactement identique à celui du gaz détecté en  $H_\alpha$  (van Breugel et al., 1984). Non seulement le gaz optique se situe rigoureusement dans les mêmes régions que le gaz moléculaire, mais sa dynamique est exactement la même. Le lien entre ces deux types d'émission est donc très fort. La présence de nébulosité dans la raie  $H_\alpha$  est un excellent traceur de la présence de gaz moléculaire. L'origine du gaz optique est encore mal comprise. Ce dernier a longtemps été associé à la présence d'un courant de refroidissement en tant que produit direct ou bien indirect (via la formation d'étoiles générées par le gaz déposé le long du flot). La coïncidence entre les régions de formation stellaire et la localisation du gaz moléculaire le long des lobes radio est très intéressante. L'expansion des lobes accélère sans doute le processus de formation d'étoiles et le réservoir de gaz froid nécessaire est effectivement identifié et compatible avec un scénario de flambée de formation d'étoile. Enfin, le rôle de l'AGN central est souligné. Sa présence semble jouer localement le rôle d'accélérateur du courant de refroidissement. De façon plus globale, l'énergie libérée, après l'accrétion de matériel (pouvant être issu du courant de refroidissement), pourrait réchauffer le gaz intra-amas et ralentir, voire stopper le courant de refroidissement. C'est ce que suggèrent les modèles de courant de refroidissement intermittents, régulés par la présence d'une source radio centrale (Böhringer et al., 2002a).*

# Chapitre 6

## Conclusions - Perspectives

### 6.1 Conclusions

*Le lancement récent des satellites X Chandra et XMM-Newton, a permis de donner une nouvelle vision des courants de refroidissement. Ils ont fait apparaître que les taux de déposition de masse n'étaient certainement pas aussi élevés que ceux prédits à partir des données de l'ancienne génération d'observatoires spatiaux dans le domaine des X. Des indicateurs de gaz à une température inférieure à quelques keV sont même absents des données spectrales de XMM. Par ailleurs, d'après les images à haute résolution spatiale, le gaz intra-amas n'est pas parfaitement sphérique. Il est perturbé au centre de l'amas. L'interaction entre la galaxie centrale de l'amas, abritant souvent une radio source, et l'ICM semble un phénomène généralisé.*

*L'objet de la recherche présentée ici était de s'intéresser au destin du gaz refroidi. En effet, le résidu froid des courants de refroidissement a longtemps été cherché en vain. Les performances améliorées du télescope de 30m de l'IRAM nous ont permis de mettre en évidence l'existence de gaz moléculaire froid, par l'intermédiaire de la détection de CO, dans plusieurs amas de galaxies avec courant de refroidissement. Ce résultat confirme les récentes détections de Edge (2001). L'existence de gaz froid au centre des amas de galaxies avec courant de refroidissement est révélée. Pourtant tous les amas observés ne sont pas détectés en CO. La question se pose alors de l'origine de ce gaz froid. Des indices semblent indiquer que ce dernier pourrait être le gaz déposé par le courant de refroidissement (corrélation avec la luminosité en  $H_\alpha$  des nébulosités optiques que l'on ne trouve qu'autour des galaxies centrales d'amas avec cooling flow; corrélation avec les taux de déposition de masse; indicateurs de formation stellaire).*

*Dans le but de mieux comprendre l'origine du gaz détecté, nous avons décidé de nous intéresser à un amas en particulier : Abell 1795. Cet amas de galaxie est spécial. Il est caractérisé par la présence d'un long filament (d'environ 40 kpc), détecté dans la bande X, mais aussi en  $H_\alpha$ . De nombreuses observations complémentaires en UV, mais aussi dans les domaines optique et radio, révèlent la complexité des mécanismes contrôlant la physique du centre de l'amas.*

*Une analyse spectrale des données X d'Abell 1795, obtenues avec Chandra (Fabian 1999), a été menée au sein du X-ray group (IoA, Cambridge). La haute résolution angulaire*

du satellite a permis de construire des profils de température, métallicité, colonne densité et taux de déposition de masse. Cette analyse conforme aux résultats de Ettori et al. (2002a), confirme la réduction du taux de déposition de masse. Dans les régions centrales ( $<10''$ ), celui-ci n'atteint pas  $10M_{\odot}/\text{an}$ . Ceci réduit les désaccords avec les quantités de gaz froid effectivement détectées dans la même région par le télescope de 30m de l'IRAM. L'incertitude sur la validité de l'utilisation du facteur de conversion  $N(\text{H}_2)/I_{\text{CO}}$  standard suggère qu'une plus grande quantité de gaz moléculaire pourrait être présente. Mais la faible contribution des modèles de courant de refroidissement dans les spectres ajustés laisse également la possibilité que les taux de masse soient encore surestimés. Au centre de l'amas, la chute de la température, caractéristique du refroidissement radiatif du gaz intra-amas, est mise en évidence. Elle est accompagnée d'une augmentation de la métallicité et de la colonne densité équivalente de gaz absorbant dans la même région. Ceci va dans le sens du scénario selon lequel de grandes quantités de matière ont pu être déposées vers le centre de l'amas, réservoir de gaz froid disponible pour la formation stellaire, absorbant de l'émission X du gaz de l'amas.

Des observations d'Abell 1795 avec l'interféromètre du Plateau de Bure (IRAM) ont ensuite permis de cartographier l'émission du CO au centre de l'amas. Ce sont les premières images en CO(1-0) et CO(2-1) avec une telle résolution et une information sur la dynamique du gaz froid au centre d'un amas de galaxies avec courant de refroidissement, autre que l'amas de Persée. Une partie de l'émission est étendue dans tout le lobe primaire de l'interféromètre. Cela supporte l'idée que son origine soit bien le courant de refroidissement. Les régions imagées montrent que le gaz moléculaire n'est pas en rotation autour de la galaxie centrale. Il se trouve de préférence le long du lobe Nord de la source radio centrale et autour de la source elle-même. Un gradient de vitesse entre ces deux positions, exactement identique à celui observé en  $H_{\alpha}$ , suggère que le gaz s'est refroidi le long du lobe radio, avant d'être accrété au centre de la galaxie. L'expansion des jets radio qui contribue au réchauffage du gaz intra-amas a sans doute repoussé le gaz X hors de la position des lobes, accélérant le refroidissement radiatif du gaz intra-amas. Le gaz comprimé, plus dense le long des lobes peut se refroidir plus efficacement. Le gaz refroidi fourni alors un réservoir de matière disponible pour nourrir une flambée de formation stellaire effectivement constatée.

Il semble donc que le gaz moléculaire détecté au centre d'Abell 1795 provienne d'un courant de refroidissement et son aspect étendu va dans le sens du modèle inhomogène. La présence d'un AGN joue un rôle important au centre de l'amas. De nombreux travaux, récents, étudient l'importance d'une telle source radio, en tant que mécanisme de chauffage pouvant ralentir, voire stopper le courant de refroidissement. Les observations millimétriques d'Abell 1795 montrent que l'expansion des jets pourrait accélérer le mécanisme de refroidissement du gaz au bord des lobes radio. Le gaz issu du courant de refroidissement pourrait alors participer à nourrir l'AGN central. Ces observations vont donc dans le sens d'un scénario selon lequel la source radio centrale permettrait de réguler le cooling flow par des phases intermittentes d'activité et de repos.

## 6.2 Perspectives

### Les amas de galaxies détectés avec le télescope de 30m

*Dans l'objectif de vérifier ce scénario et de contraindre l'origine du gaz moléculaire au centre des amas de galaxies avec courant de refroidissement, nous avons proposé d'observer avec l'interféromètre du Plateau de Bure d'autres amas détectés avec le télescope de 30m. Les observations de RXJ0821+07 sont en cours actuellement. Une description de cet amas ainsi que la proposition d'observation faite à l'IRAM est présentée en annexe B. La continuation de ce programme a ensuite été envisagée avec Alastair Edge (Duhram, UK) qui avait obtenu de son côté des observations avec OVRO présentées au Chapitre 5). Ainsi, nous avons proposé, ensemble, d'observer l'amas 3A0335+096 (plus de détails sont données en annexe B). Nous disposerons donc bientôt des images de l'émission du gaz moléculaire au centre de 3 amas de galaxies, alors qu'il y a trois ans à peine, la présence de gaz froid au sein des courants de refroidissement soulevait encore de grands doutes. La comparaison de ces trois sources nous permettra sans doute de comprendre mieux encore la place du gaz froid dans les cooling flows. Le nombre total d'amas avec courant de refroidissement, détecté en CO, s'élève à 23 lorsqu'on additionne les résultats de Edge (2001) et Salomé & Combes (2003a). Beaucoup de ces amas sont observables avec l'interféromètre du Plateau de Bure, mais le temps nécessaire pour leur observation est considérable. A la vue des résultats obtenus pour les sources les plus brillantes, une stratégie d'observation devra être définie (observation des régions de forte luminosité en  $H_\alpha$ , privilégier les sources radios...) pour les sources plus faibles.*

### Abell 1795

*Plusieurs projets sont actuellement en cours pour poursuivre l'étude d'Abell 1795. Tout d'abord, de nouvelles observations d'Abell 1795, à l'aide de l'interféromètre du Plateau de Bure, ont été proposées et devraient avoir lieu dans le courant de l'année à venir. L'objectif est de tenter de détecter l'émission du gaz froid dans le filament au sud de la galaxie cD, voir annexe B.*

*Par ailleurs, la présence de gaz moléculaire excité a été mise en évidence dans de nombreux amas et notamment dans Abell 1795 par Wilman et al. (2002). Dans le but de connaître la répartition spatiale de ce gaz ainsi que sa dynamique, nous avons proposé d'observer le centre de l'amas avec le VLT en utilisant l'instrument ISAAC (à  $2.2\mu\text{m}$  à travers les transitions ro-vibrationnelles de  $H_2$ ). Ces observations sont en cours actuellement et les données devraient être bientôt disponibles. Plus de détails sur ce travail sont développés dans l'annexe C.*

### La poussière

*Parmi les projets d'investigations, il y a tout d'abord l'observation de l'émission de la poussière froide dans le domaine de  $850\mu\text{m}$ . En effet, la mesure du rapport gaz/poussière pour les amas détectés en CO pourrait apporter des contraintes quant à l'origine du gaz moléculaire détecté dans amas. Une proposition d'observation est présentée en annexe D.*

## Détections

*La confirmation de la détection avec le télescope de 30m de certaines sources déjà observées doit être envisagée. Par ailleurs, certains amas avec courant de refroidissement n'ont pas encore été observés avec le télescope de 30m et mériteraient de l'être. Par conséquent, une campagne complémentaire d'observations des courants de refroidissement avec le télescope de 30m de l'IRAM devra être menée dans les années à venir.*

## Publications

**Salomé, P.** & *Combes, F.*, *A&A Letter*, 2003, in press.

*“Mapping the cold molecular gas in a cooling flow cluster : Abell 1795”*

**Salomé, P.** & *Combes, F.*, *A&A*, 2003, in press.

*“Cold molecular gas in cooling flows clusters of galaxies”*

*Schuller, P. ; Salomé, P. ; Perrin, G. ; Mennesson, B. ; Niccolini, G. ; de Laverny, P. ; Ridgway, S. ; Coudé du Foresto, V. ; Traub, W.A., 2003, A&A, submitted.*

*“Are dust shell models well-suited to explain interferometric data of late type stars in the near infrared”*

*Mennesson, B. ; Perrin, G. ; Chagnon, G. ; Coude du Foresto, V. ; Ridgway, S. ; Merand, A. ; Salomé, P. ; Borde, P. ; Cotton, W. ; Morel, S. ; Kervella, P. ; Traub, W. ; Lacasse, M., 2002, ApJ 579*

*“Evidence for Very Extended Gaseous Layers around O-rich Mira Variables and M Giants”*

*Chagnon, G. ; Mennesson, B. ; Perrin, G. ; Coude Du Foresto, V. ; Salomé, P. ; Borde, P. ; Lacasse, M. ; Traub, W., 2002, AJ*

*“L'-Band Interferometric Observations of Evolved Stars”*

## Conférences

*Participant and Speaker : Salomé & Combes, 2003, "The riddle of Cooling Flows in Galaxies and Clusters of Galaxies", Charlottesville, VA, USA*

*Participant and Poster : Salomé & Combes, 2003, SF2A, Bordeaux, France.*

*Participant and Poster : Salomé & Combes, 2002, SF2A, Paris, France.*

## Observations

*The mystery of cooling flows revisited (IRAM 30m telescope) - achieved and reduced*

*Cold molecular gas in Abell 1795 (IRAM PdB interferometer) - achieved and reduced*

*Optical rotation curves beyond the HI cut-off in spiral galaxies (ESO VLT, FORS1) - achieved*

*Mapping cold molecular gas in cooling flow (IRAM PdB interferometer) - in progress*

*Mapping the warm molecular gas in the core of the cooling flow cluster Abell 1795 (ESO*

*VLT, ISAAC) - in progress*

*Cold molecular gas in Abell 1795 (IRAM PdB interferometer) - planned*

*Mapping CO in the compE core of 3A0335+096 (IRAM PdB interferometer) - planned*

# Annexe A

## A&A Letter - Cold molecular gas in Abell 1795 -

*Accepted for publication in Astronomy and Astrophysics.*



# Mapping the cold molecular gas in a cooling flow cluster: Abell 1795

P. Salomé<sup>1</sup> and F. Combes<sup>1</sup>

LERMA, Observatoire de Paris, 61, Av. de l'Observatoire 75014 Paris  
e-mail: philippe.salome@bspm.fr

Received; accepted

**Abstract.** Cold molecular gas is found in several clusters of galaxies (Edge, 2001, Salomé & Combes, 2003): single dish telescope observations in CO(1-0) and CO(2-1) emission lines have revealed the existence of large amounts of cold gas (up to  $\sim 10^{11} M_{\odot}$ ) in the central region of cooling flow clusters. We present here interferometric observations performed with the IRAM Plateau de Bure interferometer in Abell 1795. Comparison with IRAM 30m data shows the cold gas detected is extended suggesting a cooling flow origin. The CO features identified are very similar to the structures observed in  $H_{\alpha}$  and with the star forming regions observed through UV continuum excess. A large fraction of the cold gas is not centered on the central cD, but located near brightest X-ray emitting regions along the North-West orientated radio lobe. The cold gas kinematics is consistent with the optical nebulosity behaviour in the very central region. It is not in rotation around the central cD : a velocity gradient shows the cold gas might be cooled gas from the intra-cluster medium accreted by the central galaxy. The optical filaments, aligned with the cD orbit, are intimately related to the radio jets and lobes. The material fueling the star formation certainly comes from the deposited gas, cooling more efficiently along the edge of the radio lobes. Even if some heating mechanisms are present, these millimetric observations show an effective cooling to very low temperatures indeed occurs and is probably accelerated by the presence of the radio source.

## 1. Introduction

### 1.1. Abell 1795

The rich cluster of galaxies Abell 1795 is thought to be the site of a cooling flow, since the temperature measured from X-ray emission is dropping by a factor 3 towards the core, at about 140kpc from the centre (e.g. Tamura et al 2001). Fabian et al (2001) discovered with the Chandra satellite a 40arcsec long ( $\sim 60$  kpc, with an adopted Hubble constant of  $H_0=75\text{km/s/Mpc}$ ) X-ray filament in its core, coinciding with an  $H_{\alpha}$ +NII filament previously found by Cowie et al. (1983). This filament is also conspicuous in the U-band (McNamara et al 1996a), and the site of star formation: the blue continuum along the edges of the radio lobes are resolved into bright knots with the Hubble Space Telescope (HST). The absence of polarized light rules out that the U-band continuum is only due to scattered light from an active nucleus (McNamara et al. 1996b). The cD galaxy, a little South of the Northern peak of the filament, has a positive peculiar velocity with respect to the rest of the cluster galaxies (Oegerle & Hill 1994), and is probably oscillating around the cluster core. The gas filament has a velocity centred on the cluster mean velocity, and may also be sloshing in the cluster potential (Markevitch et al. 2001). The radiative cooling time of the X-ray emitting gas in the filament is about  $3.10^8\text{yr}$ , quite similar to the dynamical age of the filament (ra-

tio of length to velocity). This supports the cooling flow model, in which the gas is presently cooling from the hot cluster gas. The optical filaments are intimately related to the radio jets and lobes from the radio source 4C+26.42 (vanBreugel et al. 1984, Ge & Owen 1993, McNamara et al 1996). The blue emission is aligned along the edges of the radio lobes, while dust lanes extend along the radio jets and lobes as  $H_{\alpha}$  and UV (Pinkney et al 1996), which might be interpreted as star formation induced by the radio source or the deflection of the radio jets off pre-existing dust and gas. If a burst of star formation were triggered by the expanding radio lobes, the age of the burst population should be  $\sim 10^7\text{yr}$ . Then, the star formation rate in both lobes, assuming the local IMF, would be  $\sim 20 M_{\odot}/\text{yr}$ , and the stellar mass of the lobes would be  $\sim 10^8 M_{\odot}$  (McNamara et al. 1996a). The material fuelling the star formation and the radio source may have two origins: either the cooling flow or gas stripped from nearby galaxies. The morphology and kinematics of CO emission could distinguish between the two possibilities.

### 1.2. Cold molecular gas

Previous spatially resolved CO emission in a cooling flow cluster has already been reported in the Perseus galaxy NGC 1275, with a morphology related to  $H_{\alpha}$  and X-ray (e.g. Inoue et al. (1996), Bridges & Irwin (1998), using the Nobeyama Millimeter Array and the IRAM 30m single dish telescope respectively). However, this galaxy is also the result of a merger,

the CO is observed in the center in rotation around the AGN, and the origin of the CO gas is multiple, including the cooling flow. The picture appears clearer in Abell 1795. Recent OVRO observations, (Edge & Frayer, 2003) observed CO emission in a compact region centered on the central galaxy in five cooling clusters (Abell 1068, RXJ0821+07, Zw3146, Abell 1835 and RXJ0338+09).

The core of the Abell 1795 has also been observed in the CO rotational line emission, tracing the cold molecular hydrogen. The total emission was first detected with the IRAM 30m telescope (Salomé & Combes 2003) and the mass of the cold gas in a region of  $23''$  was estimated to be  $4.8 \cdot 10^9 M_{\odot}$ . It is likely to be a lower limit, since the measured metallicity of the Intra-Cluster Medium (ICM) is 0.2-0.3 solar (Tamura et al. 2001). And much more gas might be present into the cooling radius. The molecular mass would then be much larger, by an order of magnitude, than in a typical cD galaxy. The mass deposition rates deduced from recent Chandra X-ray observation of Abell 1795 are  $7.9 M_{\odot}/\text{yr}$  in the central region covered by the 30m telescope beam of  $22''$  (while it is  $\sim 100 M_{\odot}/\text{yr}$  within 200kpc, Ettori et al 2002), therefore compatible with our detection of cold molecular gas. The cold gas detected might have been deposited out of the flow in  $\sim 0.6$  Gyr. The cooling time of the hot X-ray gas is around 300 Myr in the same region. In a steady state cooling flow scenario, a steady reservoir of cold gas with a mass close to the mass deduced from CO observations is possible since the star formation rate (Smith et al. 1997, McNamara et al. 1996b) is close to the mass deposition rate. However, the lack of spatial resolution prevented to conclude that the cold gas was associated to the cooling flow, since it could have been interstellar gas rotating in the central cD galaxy. The gas detected here through CO rotational lines is cold (about 20K). The intensity ratio between the CO(1-0) and CO(2-1) (obtained with the IRAM-30m, Salomé & Combes 2003) is consistent with an optically thick gas, with somewhat sub-thermal excitation, due to an average low density. Warm  $\text{H}_2$ , vibrationally excited, is particularly abundant in cooling flow galaxies and in Abell 1795 (Donahue et al 2000, Wilman et al. 2002). The warm  $\text{H}_2$  emission could be related to the interaction between the jets and the cold molecular gas.

## 2. Interferometric observations

The observations we present here, have been done with the IRAM interferometer in winter 2003, with  $3.2''$  and  $1.8''$  spatial resolution at the CO(1-0) and CO(2-1) lines respectively. The frequencies were centred at 108.413 and 216.822 GHz, corresponding to the redshift  $z=0.06326$  of the cluster cD galaxy hosting the 4C+26.42 radio source. The velocity of the cD is redshifted by 374km/s with respect to the mean velocity of the galaxies inside 200kpc (Hill et al. 1988, Oegerle & Hill 1994). The total integration time is 43 hours, in C and D configuration, with 5 or 6 antennas. To improve the signal-to-noise ratio, we smoothed the spectral resolution to channels of 88 km/s at CO(1-0) and 44km/s at CO(2-1), since the width of the line is expected to be large ( $\sim 500$  km/s) from the 30m observations. The signal-to-noise is slightly better in the CO(2-1) map, and the higher spatial resolution allows to better identify the  $\text{H}_{\alpha}$ /CO

correspondance; however, the primary beam (FWHP= $22''$ ) is twice smaller than in CO(1-0) (FWHP= $45''$ ), preventing to observe the spatial extension of the filaments.

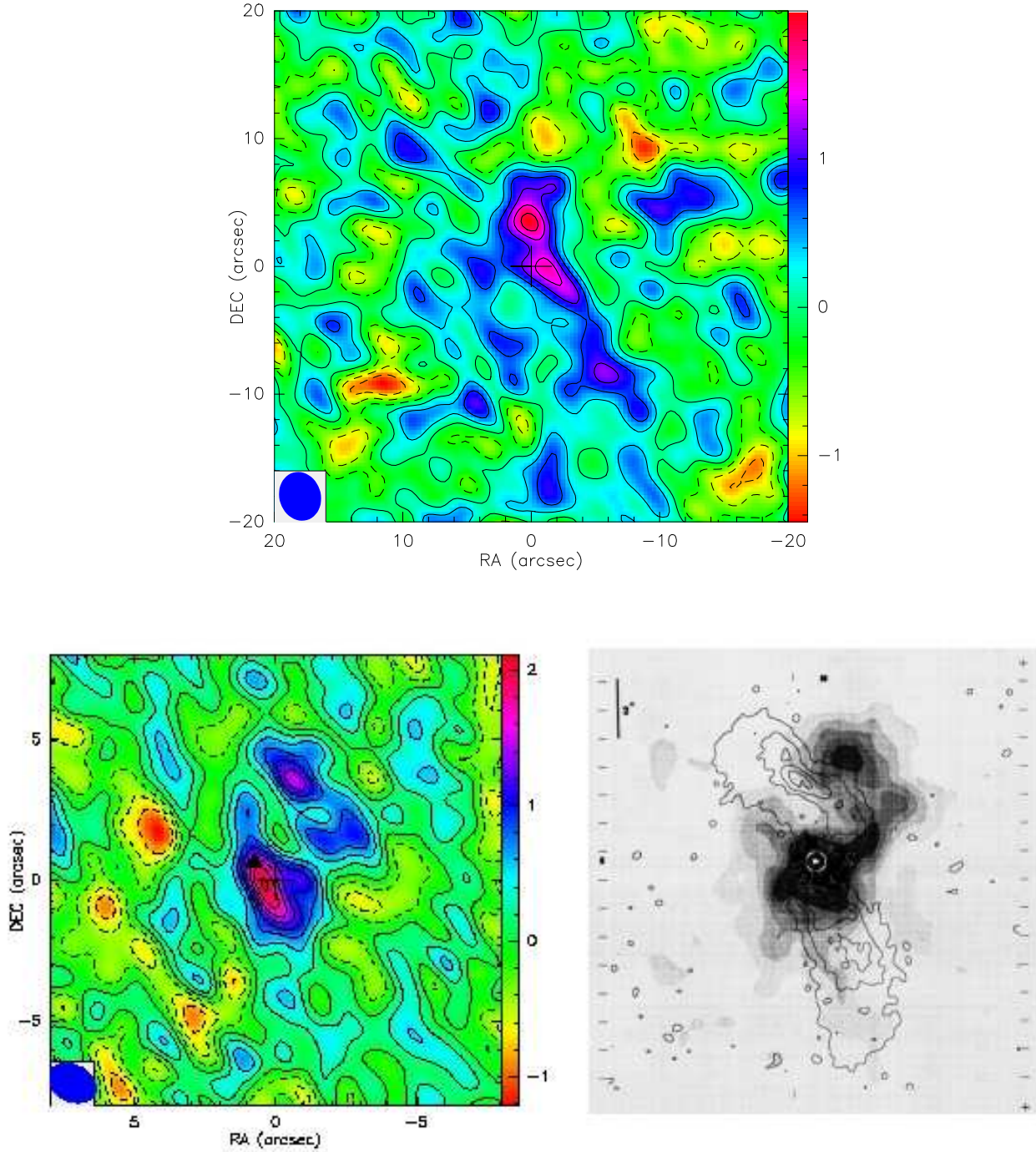
## 3. Results

### 3.1. The molecular gas morphology

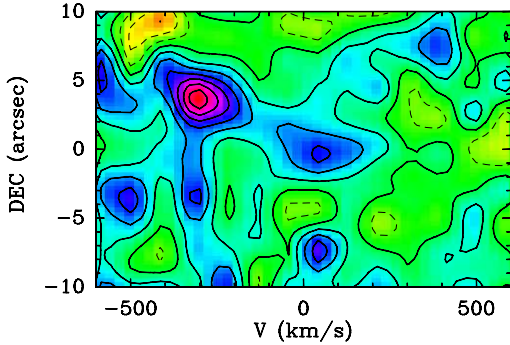
The resulting integrated maps in the two CO lines are shown in Figure 1. At 3mm, we detect a continuum source, at the position of 4C+26.42, of 7 mJy. This source is the expected continuation of the synchrotron emission detected at lower frequency, with a flux decreasing slope of  $\alpha = -0.98$ . The CO(1-0) map shows the emission found, once the continuum has been subtracted. We clearly detect CO emission associated with the cooling region already detected in X-rays, U-band excess and  $\text{H}_{\alpha}$ . The maximum of the emission is located in two main regions : one coincident with the maximum of X-ray emission and occurs at the North-West of the cD, the other is at the galaxy position and extending to the South. The CO emission is too faint to be compared to the large North-South orientated filamentary structure seen in X-ray and  $\text{H}_{\alpha}$ . Nevertheless, in the very central part, the cold gas morphology is very similar to the  $\text{H}_{\alpha}$  and Blue continuum structures identified by Van Breugel et al. (1984), McNamara & OConnell (1993), Smith et al (1997) as shown on Fig. 1. The  $\text{H}_{\alpha}$ -CO correlation has been found for global emission statistically over the CO-detected cooling flows (Edge 2001, Salomé & Combes 2003), and it is now confirmed by their coinciding morphologies in A1795.

### 3.2. The molecular gas kinematics

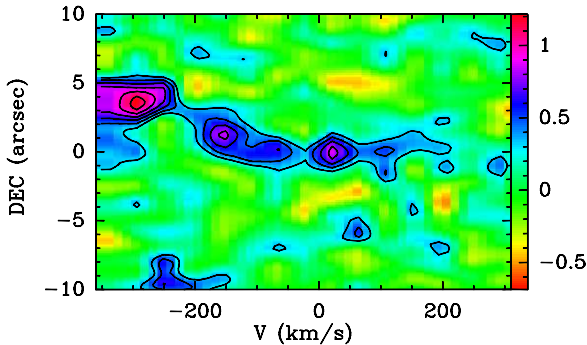
The kinematics of the molecular gas in A1795 is shown on Figures 2 and 3. We present position-velocity diagrams for the two CO lines along the axis of maximum emission (PA= $27^\circ$ ) through the centre of the cD galaxy. There are two separated trends in velocity in both the CO(1-0) and CO(2-1) lines. One is a regular gradient from the galaxy centre (at zero velocity) towards the North ( $5''$ ) at 300km/s, the other is a constant velocity blueshifted by 300/350 km/s relative to the galaxy velocity (less visible in CO(2-1) due to velocity and primary beam attenuation). The velocities measured in the CO brightest regions are coinciding with those in  $\text{H}_{\alpha}$ , by Van Breugel et al (1984) and Anton (1993), supporting the association between the cold gas and the hot gas/optical structures. The peak of  $\text{H}_{\alpha}$  emission does not follow the peculiar velocity of the cD galaxy in the cluster, but is centred on the cluster mean velocity ( $\sim 350$ km/s), i.e. the mean velocity of the galaxies inside 200kpc, while it reaches the cD velocity at the galaxy position. The kinematics of the cold gas and the  $\text{H}_{\alpha}$  line emitting gas is compatible with the cooling flow scenario. At the North-West position, coincident with the brightest X-ray region, the gas is cooling within the cluster potential. Near the cD, the flow is captured by the cD potential (and the inner gas have a velocity close to that of the galaxy, with a wider range of velocities).



**Fig. 1.** Top : CO(1-0) integrated emission. Linear contours are drawn from  $-3\sigma$  to  $6\sigma$  spaced by  $1\sigma=0.36\text{Jy/beam.km/s}$ . Dashed are negative contours. The beam is plotted in the bottom left corner. Bottom left : CO(2-1) integrated map. Contours are from  $-3\sigma$  to  $8\sigma$  spaced by  $1\sigma=0.26\text{Jy/beam.km/s}$ . The black triangle indicate the radio source position. Bottom right : H $\alpha$  + [NII] line emission in grey scale, overlaid the 6cm continuum emission from 4C+26.42 radio lobes (vanBreugel et al. 1984).



**Fig. 2.** Position-Velocity diagram in CO(1-0) emission line, the positions are along a slit of 5'' width (integrated), centered on the galaxy position and aligned with the maximum of emission (PA=27).



**Fig. 3.** Position-velocity map in CO(2-1) emission line in the same region as in Fig. 2.

#### 4. Discussion

The peculiar morphology of the cooling gas (X-ray,  $H\alpha$ , blue continuum, molecular gas) appears to avoid the radio lobes, particularly visible in the north (Fig. 1). This can be interpreted as the radio jet heating and displacing the hot X-ray gas as it cools on the cD. This scenario is supported by the detection of X-ray cavities coincident with radio lobes in an increasing number of cooling flow clusters imaged by the recent high spatial resolution X-ray satellite Chandra (Böhringer et al., 1993; Fabian et al., 2000). The cold molecular gas will condense more efficiently in the resulting cold front surrounding the cavities. This is also in these fronts that stars are formed, explaining the optical blue continuum. The CO emission is not associated to the nearby galaxies of the cluster, and does not appear to come from stripped gas. The association of the CO emission with the cavity border supports its origin in an intermittent cooling flow scenario, where the gas cooling more rapidly along the radio lobes is then accreted by the central galaxy and can fuel the central AGN activity, which may regulate the cooling. Finally, an important result of these interferometric observations is that the total flux retrieved is only 25% of the single dish flux obtained previously with the IRAM 30m telescope: this means that most of the emission is extended with respect to the 45'' beam (corresponding to 65kpc), which argues for a cooling flow origin of the cold gas at larger radii.

#### 5. Conclusions

Through interferometric mapping of the CO emission, we have shown that the cold molecular gas is associated to the cooling flow in Abell 1795. The CO emission is closely associated to  $H\alpha$  and to X-ray emissions, and is concentrated at the boundaries of the bubbles or cavities created by the central AGN. Cooling occurs preferentially at the edge of these cavities, where the hot gas is denser. The peculiar long filament morphology of the cooling gas in A1795, and its kinematics, are best interpreted as a cooling wake (Fabian et al. 2001): the cD galaxy oscillates in a few  $10^8$ yr period, and during a cooling time the large-scale hot gas sees the minimum of the potential roughly as a straight line along the cD orbit. The AGN in the cD core and its plasma jets certainly provide a feedback heating, seen as cavities in the X-ray maps, coincident with the radio-lobes, but is also probably increasing the cooling to very low temperature along the edges of these cavities, where the cold gas condenses and forms stars. A velocity gradient of the cold gas is revealed, that shows it is falling on the central galaxy and may provide the AGN fueling material which is consistent with an AGN regulated cooling flow scenario.

*Acknowledgements.* Observations were made at the IRAM Plateau de Bure interferometer. IRAM is funded by the INSU/CNRS (France), the MPG (Germany) and the IGN (Spain).

#### References

- Anton, K., 1993, A&A 270, 60
- Böhringer et al., 1993, MNRAS, 264, L25
- Bridges, T. J. & Irwin, J. A., 1998, MNRAS 300, 967
- Cowie, L. L., Hu, E. M., Jenkins, E. B., York, D. G., 1983, ApJ 272, 29
- Donahue, M., Mack, J., Voit, G. M. et al., 2000, ApJ 545, 670
- Edge, A. C., 2001, MNRAS 328, 762
- Edge, A. C., Wilman, R. J., Johnstone, R. M., et al., 2002, MNRAS 337, 49
- Edge, A. C., Stewart, G. C., Fabian, A. C., 1992, MNRAS 258, 177
- Ettori, S., Fabian, A. C., Allen, S. W., Johnstone, R. M., 2002, MNRAS 331, 635
- Fabian A.C. et al., 2000, MNRAS, 318, L65
- Fabian A.C., Sanders J.S., Ettori S. et al, 2001, MNRAS 321, L33
- Ge, J. P., Owen, F.N., 1993, AJ 105, 778
- Hill, J. M., Hintzen, P., Oegerle, W. R. et al., 1988, ApJ 332, L23
- Hu, E. M., Cowie, L. L., Wang, Z., 1995, ApJS 99, 447
- Inoue M.Y., Kamenoi S., Kawabe R. et al., 1996, AJ, 111, 1852
- Markevitch, M., Vikhlinin, A., Mazzotta, P., 2001, ApJ 562, L153
- McNamara, B. R., O'Connell, R. W., 1993, AJ, 105, 417
- McNamara, B. R., Wise, M., Sarazin, C. L. et al., 1996a, ApJ 466, L9
- McNamara, B. R., Jannuzi, B. T., Elston, R., et al., 1996b, ApJ 469, 66
- Oegerle, W. R., Hill, J. M., 1994, AJ 107, 857
- Pinkney, J., Holtzman, J., Garasi, C. et al., 1996, ApJ 468, L13
- Salomé, P., Combes F., 2003, A&A, in press
- Smith, E. P., Bohlin, R. C., Bothun, G. D., O'Connell, R. W., Roberts, M. S., Neff, S. G., Smith, A. M., Stecher, T. P., 1997, ApJ 478, 516
- Tamura, T., Kaastra, J. S., Peterson, J. R. et al, 2001, A&A 365, L87
- van Breugel, W., Heckman, T., Miley, G., 1984, ApJ 276, 79
- Wilman, R.J., Edge A.,C., Johnstone R.M. et al., 2002, MNRAS 337, 63



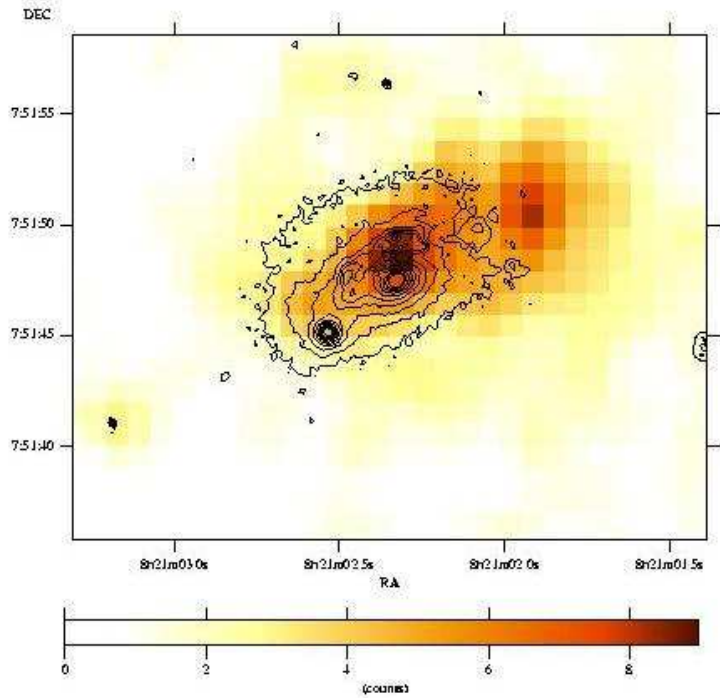
# Annexe B

## Cartographie du gaz moléculaire froid dans les amas de galaxies -

*Cette annexe présente les projets d'observation interférométriques dans le domaine millimétrique. L'objectif est d'étendre l'échantillon d'amas de galaxies avec courants de refroidissement observés dans ces longueurs d'onde. La détection de gaz moléculaire froid au centre de nombreux amas et les résultats très encourageants de la cartographie du centre d'Abell 1795 dans les raies CO(1-0) et CO(2-1) nous ont conduits à proposer trois programmes d'observations au Plateau de Bure (IRAM).*

### B.1 Cartographie de RXJ 0821+07 (en cours)

*L'objectif est de cartographier l'émission en CO au centre d'un nouvel amas de galaxies. L'analyse des données spectrales du satellite Chandra par Bayer-Kim et al. (2002) a montré la présence d'un courant de refroidissement dont le taux de déposition de masse est estimé à  $\sim 30 M_{\odot}/\text{an}$  dans les 20 kpc centraux. Le temps de refroidissement dans cette région est relativement court :  $\sim 10^9$  ans. Des images dans le domaine optique obtenue avec le AAT et le HST ont montrée que la galaxie était enfouie dans une nébuleuse très lumineuse et très étendue, qui coïncide avec l'émission dans la bande X, comme le montre la figure B.1. Les auteurs suggèrent que cela pourrait être attribué à un "cooling wake", c'est à dire un refroidissement plus efficace le long de la trajectoire de la galaxie en mouvement dans le potentiel de l'amas. Ceci est très similaire à ce qui est observé dans le cas d'Abell 1795. Par ailleurs, une seconde galaxie aurait pu traverser ce sillage, expliquant les régions de flambées d'étoiles observées dans des régions assez éloignées de la galaxie. Les observations avec l'interféromètre du Plateau de Bure de l'IRAM sont en cours actuellement et les données devraient bientôt être disponibles.*



**FIG. B.1:** Smoothed 0.5-2 keV Chandra image of RXJ0821+07 emission with optical contours overlaid, Bayer-Kim et al. (2002)

## B.2 Observations le long du filament au coeur d'Abell 1795 (programmé)

*L'objectif est d'améliorer le niveau de détection déjà obtenu, mais surtout d'essayer de cartographier en CO le filament au sud de la galaxie. Cette proposition a été classée B par le comité de selection des programmes de l'IRAM.*

## B.3 Cartographie de 3A0335+096 (programmé)

*L'objectif est de cartographier l'émission en CO au centre d'un nouvel amas de galaxies. Cette proposition a été classée B par le comité de selection des programmes de l'IRAM.*



**IRAM** 300, rue de la Piscine  
38406 ST. MARTIN d'HERES (France)  
Fax: (33/0) 476 51 59 38

# PROPOSAL FOR INTERFEROMETER

Deadline: 11 Sep 2003 Period: 15 Nov 2003 — 15 May 2004

## For IRAM use

Registration N°:

Date:

## TITLE

Mapping cold molecular gas in a cooling flow cluster of galaxies : Abell 1795

**CATEGORY:** 1.3mm: ☒ 3mm: ☒ dual freq.: ☐ time filler: ☐ special: ☐

**Scientific type:** - *Extragalactic:* continuum ☐ CO lines ☒ other ☐  
- *Galactic:* continuum ☐ lines ☐ circumstel. env. ☐ young stel. obj. ☐ cloud struct. ☐ chem. ☐ other ☐  
**Observing type:** mapping ☒ detection ☐ size measure ☐ snapshot ☐ mosaic ☐ other ☐

## ABSTRACT

X-ray data showed the existence of large cooling flows in rich galaxy clusters. The hot X-ray gas, pervading the cluster, cools and condenses towards the center (usually a cD galaxy). CO(1-0) and CO(2-1) emission lines have been detected, with the IRAM 30m telescope (Edge, 2001; Salomé & Combes, 2003a), in several cooling flow clusters of galaxies, pointing out for the first time the presence of a very cold component in the central region. Whether this gas is the long searched cold residual deposited along the flow is still an open question. IRAM Plateau de Bure interferometric observations of Abell 1795 (Salomé & Combes, 2003b) have confirmed the association of the cold gas with hotter components seen through X-ray and H $\alpha$ . Not mapped in CO, the long North-South filament (~40kpc) seen in X-ray and H $\alpha$  should be detected with the PdB interferometer. So we propose to re-observe Abell 1795, in CO(1-0) and CO(2-1), with an offset towards the south in order to cover the filamentary region

Is this a resubmission of a previous proposal ? no ☒ yes ☐ - proposal number(s): .....  
Is this a continuation of (a) previous proposal(s) ? no ☐ yes ☒ - proposal number(s): M018 .....

LST range(s) per configuration from: to: number of intervals:  
from: to: number of intervals:

**Configurations:** A ☐ B ☐ C ☒ D ☒ Any ☐

**Frequencies** (exact) 3mm: 108.413 216.822 1.3mm:

## Confidential information:

<b>List of Objects</b> (give most common names) with equatorial coordinates in J2000 (accurate to 2'') and LSR velocities <table border="1"> <thead> <tr> <th>Source</th> <th><math>\alpha_{J2000}</math></th> <th><math>\delta_{J2000}</math></th> <th><math>V_{LSR}</math></th> </tr> </thead> <tbody> <tr> <td>A1795</td> <td>13:48:53.2</td> <td>26:35:14</td> <td>0.0632</td> </tr> </tbody> </table>				Source	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	$V_{LSR}$	A1795	13:48:53.2	26:35:14	0.0632	<b>Principal Investigator:</b>  <b>Philippe Salomé</b> LERMA, Observatoire de Paris 61, Av. de l'Observatoire 75014 Paris (FRANCE) Tel: (+33) (0)1 4051 2041 Fax: (+33) (0)1 4051 2002 Email: philippe.salome@obspm.fr  <b>Other Investigators</b> (name, institution):  Françoise Combes (LERMA, Observatoire de Paris);  <b>who will reduce data:</b>	
Source	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	$V_{LSR}$										
A1795	13:48:53.2	26:35:14	0.0632										
(continue on next page, if needed)													



**IRAM** 300, rue de la Piscine  
38406 ST. MARTIN d'HERES (France)  
Fax: (33/0) 476 51 59 38

**PROPOSAL FOR INTERFEROMETER**

Deadline: 11 Sep 2003      Period: 15 Nov 2003 — 15 May 2004

<b>For IRAM use</b>
Registration N°:
Date:

<b>TITLE</b>	<b>Mapping CO in the complex cluster core of 3A0335+096</b>
--------------	---

<b>CATEGORY:</b>	1.3mm: <input type="radio"/>	3mm: <input checked="" type="radio"/>	dual freq.: <input type="radio"/>	time filler: <input type="radio"/>	special: <input type="radio"/>
<b>Scientific type:</b> - <i>Extragalactic:</i>	continuum <input type="radio"/>	CO lines <input checked="" type="radio"/>	other <input type="radio"/>		
- <i>Galactic:</i>	continuum <input type="radio"/>	lines <input type="radio"/>	circumstel. env. <input type="radio"/>	young stel. obj. <input type="radio"/>	cloud struct. <input type="radio"/>
<b>Observing type:</b>	mapping <input checked="" type="radio"/>	detection <input type="radio"/>	size measure <input type="radio"/>	snapshot <input type="radio"/>	mosaic <input type="radio"/>
				chem. <input type="radio"/>	other <input type="radio"/>

**ABSTRACT**

The ultimate fate of the gas that cools rapidly in the cores of clusters of galaxies is still the subject of heated debate. Previous work to detect this gas in molecular form has been largely unsuccessful with only the most nearby massive cooling flow (Perseus) having a CO detection. This situation has changed dramatically over the past few years where we now have 25 CO(1-0) and 12 CO(2-1) detections with the IRAM-30m, 7 CO(3-2) and 5 CO(4-3) with JCMT and CSO. OVRO observations of five of these objects and Plateau de Bure of another by the proposers indicate that the detected molecular gas is within 20–30 kpc of the central galaxy and consistent with the X-ray derived mass deposition rates at that radius (using Chandra data). We propose to make deeper Plateau de Bure mapping the most nearby of these six mm-interferometry targets, 3A0335+096, to obtain the highest possible spatial resolution to investigate the relation between the complex optical and X-ray morphology found in the core of this cooling flow.

Is this a resubmission of a previous proposal ?      no ☒    yes ☐    – proposal number(s): .....

Is this a continuation of (a) previous proposal(s) ?      no ☒    yes ☐    – proposal number(s): .....

LST range(s) per configuration	from: 23.5h	to: 7.5h	number of intervals: 3
	from:	to:	number of intervals:

**Configurations:**      A ☐      B ☐      C ☒      D ☐      Any ☐

**Frequencies** (exact) 3mm:      111.500 222.996      1.3mm:

**Confidential information:**

<p><b>List of Objects</b> (give most common names) with equatorial coordinates in J2000 (accurate to 2'') and LSR velocities</p> <table style="width: 100%; border-collapse: collapse;"> <thead> <tr> <th style="text-align: left;">Source</th> <th style="text-align: left;"><math>\alpha_{J2000}</math></th> <th style="text-align: left;"><math>\delta_{J2000}</math></th> <th style="text-align: left;"><math>V_{LSR}</math></th> </tr> </thead> <tbody> <tr> <td>3A0335+096</td> <td>03:38:40.200</td> <td>09:57:22.000</td> <td>+0</td> </tr> </tbody> </table>	Source	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	$V_{LSR}$	3A0335+096	03:38:40.200	09:57:22.000	+0	<p><b>Principal Investigator:</b></p> <p><b>Alastair Edge</b> University of Durham Dept of Physics, South Road Durham DH1 3LE (UK) Tel: (+44) 191 334 3972    Fax: (+44) 191 334 3645 Email: Alastair.Edge@Durham.ac.uk</p> <p><b>Other Investigators</b> (name, institution):</p> <p>Pasquale Mazzotta (Univ Roma); Philippe Salome (LERMA, Observatoire de Paris); Richard Wilman (Univ Durham);</p>
Source	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	$V_{LSR}$						
3A0335+096	03:38:40.200	09:57:22.000	+0						
<p>(continue on next page, if needed)</p>	<p><b>who will reduce data:</b> Edge</p>								

### Mapping CO in the complex cluster core of 3A0335+096

The cooling time of hot X-ray-emitting gas in the central regions of massive, relaxed clusters of galaxies can be substantially less than the Hubble time. In the absence of any forms of heating, the gas in these regions will cool and recombine initiating a cooling flow. This cooled gas is predicted to reside in a phase with  $T_{\text{gas}} \ll 100$  K. The possibility of additional heating and the ultimate fate of this cooling gas have been the subject of an extensive and strongly contested debate (see Fabian 1994 for a full review).

Until recently the only cooling flow known to contain molecular gas is that around NGC 1275 in Perseus (Gear et al. 1985; Bridges & Irwin 1998), although the interpretation in this source is complicated by the strongly varying nuclear component. Moreover, the presence of the molecular gas and associated dust (see Irwin, Stil & Bridges 2001) in NGC 1275 may be related to apparently on-going merger in this system, which has been the subject of a long-running debate and has associated dust (Irwin, Stil & Bridges 2001). However, from a large survey for molecular gas in the massive cooling flows selected from the *ROSAT* All-Sky Survey using the *IRAM*-30m and *JCMT* telescopes, Edge (2001) found 16 detections of CO(1-0) and a number of additional CO(2-1), CO(3-2) and CO(4-3) detections. These single dish observations imply molecular gas masses of  $10^{9-11.5} M_{\odot}$  which represents 3–10 per cent of the total mass of deposited gas expected from published mass deposition rates over a Hubble time. Also, mm-interferometry of five of these CO(1-0) detections with OVRO (Edge & Frayer 2003) and one with PdB (Salome & Combes 2003) indicates that the majority ( $> 70\%$ ) of the molecular gas lies within 30 kpc of the central galaxy in the region of the most rapidly cooling X-ray gas.

Over the last few years the X-ray observations of cooling flows from *XMM-Newton* and *Chandra* have forced a dramatic revision to mass deposition rates. The *XMM-Newton* RGS spectra set stringent limits on the presence of gas at intermediate temperatures ( $\approx 10^6$  K) lowering mass deposition rates by factors of 5–10 (Peterson et al. 2001; Kaastra et al. 2001; Peterson et al. 2003). One dramatic example of how recent X-ray observations have revolutionised the field is 3A0335+096 (Mazzotta et al 2003, fig 1). In a *Chandra* observation of this cluster there are a number of distinct ‘knots’ of X-ray emission within the central 50 kpc that are unrelated to any cluster member. These X-ray ‘knots’ are also not obviously related to the unusual, extended optical emission line system in the cluster core (Fig 1) or the CO components in the shallow OVRO map of Edge & Frayer (2003) (Fig 3). Mazzotta et al. suggest that these X-ray ‘knots’ are fragments of gas swept up by previous AGN jet activity that will cool rapidly. This raises the possibility that these are the sites of the most recent gas deposition and should be detectable in CO. The OVRO map shows CO associated with the two galaxies in the core but also low significance features at larger radii.

In this proposal we request 27 hours to observe 3A0335+096 to obtain a much deeper Plateau de Bure map of this intriguing cooling flow to place the strongest possible constraints on the amount of gas that has been deposited in the X-ray ‘knots’.

The primary aim of these observations is to obtain a reliable and well-sampled CO(1-0) map. The CO(1-0) data for this system shows strong, relatively broad emission (integrated line intensity of  $1.3 \text{ K km s}^{-1}$  and velocity width of  $350 \text{ km s}^{-1}$ ) which appears to be resolved into at least two components in the OVRO observation. The available bandwidth of 500 MHz is sufficient to detect all the line flux.

We request a full synthesis image with the C configuration so three 8 hour observations (i.e. integration  $3 \times 6 = 18$  hours on source accounting for phase calibration) which including additional overheads for flux calibration and slewing results in a total request of 27 hours. From experience with PdB from Salome & Combes (2003), this integration time will be sufficient to detect components of  $\approx 3\%$  of the total line flux ( $0.05 \text{ K km s}^{-1}$  at  $5\sigma$  or  $10^8 M_{\odot}$  of gas) at the resolution of  $3''$  C configuration recovers.

#### References

- |  |  |
|--|--|
| Bridges TJ Irwin JA 1998 MNRAS 300, 967.         | de Koff S et al 2000 ApJS 129, 33.                                   |
| Edge AC 2001 MNRAS 328, 762.                     | Edge AC Frayer DT 2003 ApJ 594, L13.                                 |
| Fabian AC 1994 ARAA 32, 277.                     | Gear W et al. 1985 MNRAS 217, 281.                                   |
| Irwin JA Stil JM Bridges TJ 2001 MNRAS 328, 359. | Kaastra JS et al 2001 A&A 365, L99.                                  |
| Lim J et al 2000 ApJL 545, L93.                  | Mazzotta P Edge AC Markevitch M 2003 ApJ in press (astro-ph/0303314) |
| Peterson JR et al. 2001 A&A 365, L204.           | Peterson JR et al. 2003 ApJ 590, 207.                                |
| Salome P Combes F 2003 A&A accepted.             |  |

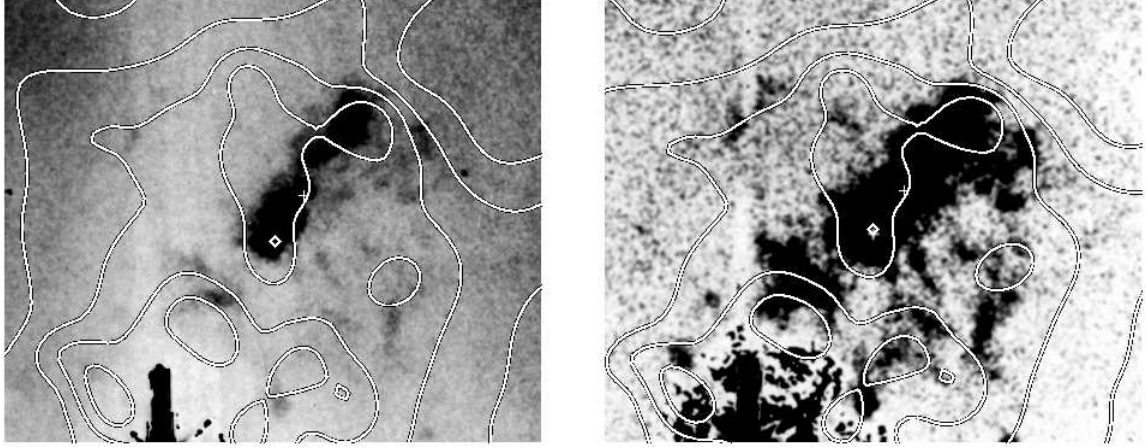


Figure 2: Optical  $H\alpha$  image of 3A0335+096 from Romanishin & Hintzen (1988) with Chandra data overlaid. The lefthand panel shows a low contrast version of the  $H\alpha$  image and the righthand panel shows a high contrast version. Again, the diamond and cross mark the position of the two dominant galaxies.

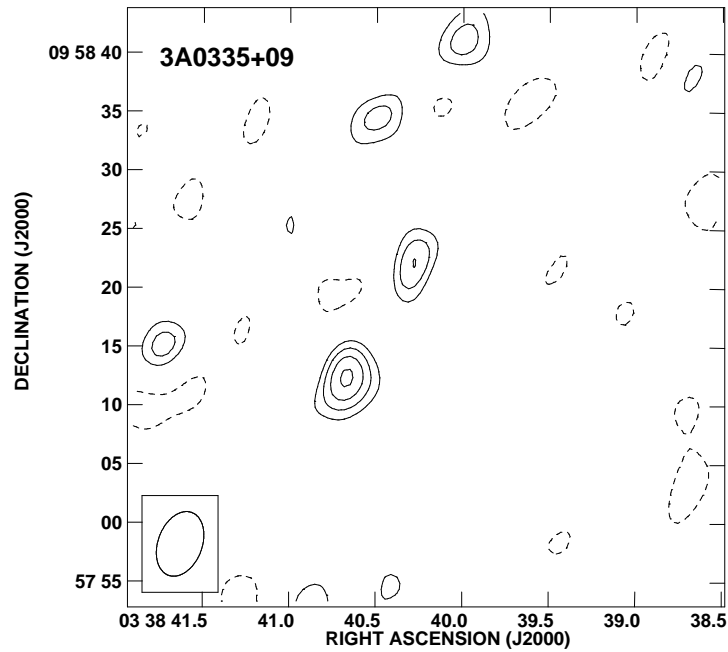


Figure 3: OVRO map of 3A0335+096 from Edge & Frayer (2003). The total integration time on source was only 8.7 hours with a resolution of  $5.7'' \times 3.8''$ . The two highest significance features correspond to the two dominant galaxies marked in Figs 1 and 2.

# Annexe C

## Abell 1795 - Observation du gaz moléculaire excité -

*Cette annexe présente un projet d'observation en cours, proposé à l'ESO par Salomé, P., Combes, F. et Fabian, A.C., pour observer le centre de l'amas Abell 1795 avec l'instrument ISAAC sur le VLT. L'objectif est d'observer le gaz moléculaire sous forme excité à travers les raies d'émission  $H_2$  1-0 S(1) de l'hydrogène moléculaire. Ces observations sont actuellement en cours et les données devraient bientôt être disponibles.*

*Recent detection of rovibrational  $H_2$  emission lines, Wilman et al. (2002) confirmed the presence of a warm molecular component in many cooling flow cluster cores. A smoking gun evidence would be the association between the  $H_2$  1-0 S(1) emission line with CO,  $H_\alpha$ , radio lobes and X-ray data. Salomé, Combes and Fabian have proposed to build a 3-D map at  $2.12 \mu m$  of Abell 1795, with ISAAC, to study the morphology and kinematics of this warm molecular gas.*

### C.1 Le gaz excité

*The detection of the near-infrared quadrupolar emission line  $H_2(1-0)S(1)$  in central cluster galaxies with cooling flows (and their non-detection in similar control galaxies without cooling flows, e.g. Falcke et al. 1998) strongly confirms the gas flow as it passes through the temperature of 2000K (Jaffe & Bremer 1997). All central cluster galaxies, generally cD galaxies, with large cooling rates have both powerful optical emission-line systems (Allen 1995) and strong molecular hydrogen emission in the  $2 \mu m$  1-0 S(1) line (Elston & Maloney, 1992, 1994).*

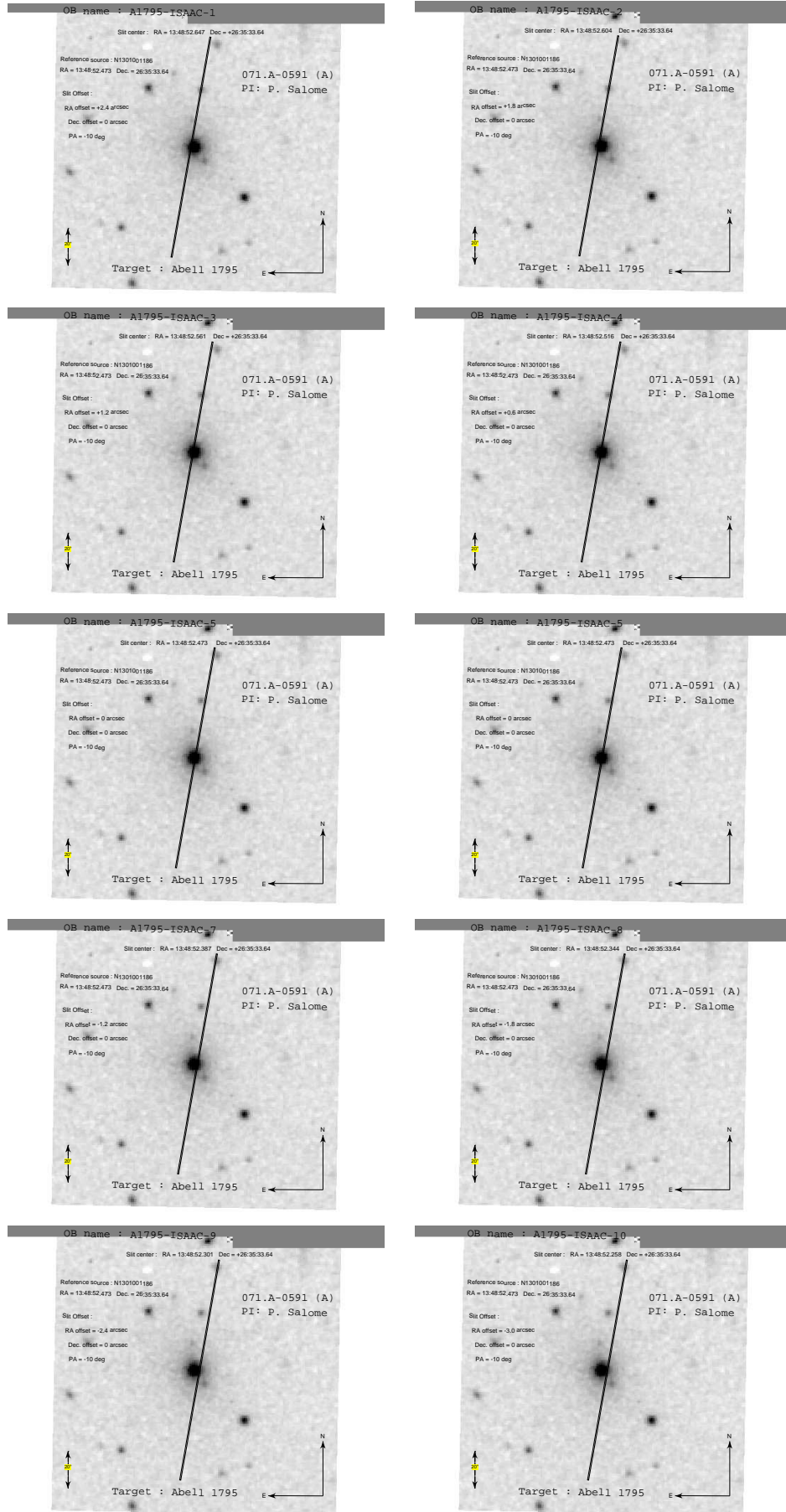
*Issues about heating mechanisms are much discussed. AGN photoionization, fast shocks, slow shocks or UV irradiation from very hot stars are suggested to try to account for the different wavelengths radiations. Recent observations of 32 optically luminous central cluster galaxies have been carried out in the K-band and the H-band, and 23 of them present significant  $H_2$  rovibrational emission lines, (Edge et al. 2002). The presence of a warm molecular gas component at temperature between 1000 and 2500K in the core of cooling flows cluster is thus emphasized. Strong correlations appear between the cold molecular*

*emission, the warm  $H_2$  component and the optical emission (in the  $H_\alpha$  line). Common or linked excitation processes seem to heat some cold gas. This gas is perhaps on the form of clouds deposited along the flow during the cooling of the hot X-ray gas. Voigt et al. (2002) have shown that thermal conduction could supply sufficient heat to offset radiative cooling in the outer parts of the flow, but not in the center. To explain the large temperature gradients observed, they involve cold already pre-existing subcluster structures which would have partially merged with the main cluster rather than the products of a cooling phenomenon. More investigations are required to better understand the role of the different phases of the gas in a cooling flow scenario where re-heating is working. To know the morphology and the dynamics of the warm  $H_2$  component is of great importance in this context.*

## C.2 Les observations avec FORS2 au VLT (en cours)

*We propose to observe the central cluster cD galaxy of Abell 1795 in spectroscopic mode with ISAAC at  $2.12\ \mu\text{m}$  to detect the  $\nu=1-0\ S(1)$  emission line. We would like first to obtain a spectrum with a  $0.6\ \text{arcsec}$  slit centered on the center of the cluster. The slit oriented North-South, i.e its length aligned with the flow structures seen in Fig. 2 and Fig. 3. Then we want to offset the position of the slit on each side of the core, to the East and to the West. Ten offseted positions are proposed in order to have a good spatial coverage of the cluster central region. We would like to study the dynamics and the morphology of the warm molecular gas component in this cooling flow cluster and to compare it with other wavelength maps. Indeed, Optical  $H_\alpha$  emission line show a filamentary structure, see Fig. 2, coincident with a flow morphology also pointed out by recent X-ray Chandra observations at higher spatial resolution, Fig. 3. Besides, it would be very interesting to compare such a map with the radio contours as for exemple the  $3.6\ \text{cm}$  radio emission superposed on Fig. 3. Interferometric observations in the CO band are in progress at the Plateau de Bure to map the cold molecular gas in Abell 1795 cluster core and constrain its dynamics. With the PdB  $40\ \text{arcsec}$  field at  $3\text{mm}$  it will be possible to compare the structures and asymetries seen at different wavelengths with the cold molecular gas emission regions. So it would be of great interest to be able to locate the warm component of molecular hydrogen and to compare its behaviour with the cold phase observations.*

*We propose to use ISAAC in SWS1-MR, spectroscopy medium resolution mode, as we need sufficient spectral resolution in the wavelength domain  $1.84\text{-}2.56\ \mu\text{m}$ . We want to use a  $0.6\ \text{arcsec}$  slit width (and  $R=4400$ ) so that with  $\Delta v \sim 68\ \text{km/s}$ , the  $H_2\ 1-0\ S(1)$  line will be correctly sampled. ISAAC on VLT is the best instrument since we would like to make 10 offsets of  $1.2\ \text{arcsec}$  of a North-South oriented slit : it will permit to cover a spatial region of  $11.4\ \text{arcsec} \times 2\ \text{arcmin}$ , and thus overlap the  $3.6\text{cm}$  radio emission lobe regions and a large part of the flow structure seen in optical and in X-ray. It will enable us to have good spatial and spectral resolution at this wavelength.  $H_2\ \nu=1-0\ S(1)$  emission line detection in a short integration time will be possible, so that enough slit offsets are possible for a first spatial coverage of the warm molecular gas emitting regions in Abell 1795. Both spatial and velocity observations will then give very interesting informations about this phase of the gas in the cooling flow. The large  $2\ \text{arcmin}$  length of the slit will permit use*



TAB. C.1: Position des fontes

$\sim 1$  arcmin in the outer regions to subtract the background, without spending independant sky integration time.

We have estimated the exposure time required for one slit observation by using version 2.8.2 of the ETC. The single emission line at  $2.12\mu\text{m}$   $\text{H}_2$   $\nu = 1-0$   $S(1)$  redshifted at  $2.25\mu\text{m}$  has been observed in Abell 1795 by Edge (2002). The flux detected is  $f=0.59\pm0.21$   $10^{-15}$   $\text{erg.cm}^2\text{s}^{-1}$ . We do not need more than 5 bins to sample a line. This is done with the spectral resolution  $R=4400$  for a typical emission line width of 300 km/s. If the line width is larger than 300 km/s, degrading the spectral resolution to 5 bins per line will be possible, so that we will have the same signal to noise ratio. Taking the lower value of the flux for an extended source, we have evaluated the exposure time, for 1.2 airmass, and a seeing of 0.5 arcsec, with a 0.6 arcsec slit in medium resolution mode. In one hour of observation, the signal to noise is evaluated at 12.2.

Config.	Slit width	Spatial coverage	R	Line width	Exp. time	S/N (1 hour)
$10 \times \text{slit}$	0.6 arcsec	$(11.4 \times 120)$ arcsec	4400	300 km/s	$10 \times 1\text{h}$	12.2

So we estimate that less than one hour of exposure time is enough for one slit position (50min observing time lead to  $S/N=11.1$ , always for a 300 km/s line width and  $R=4400$ ). As we would like to observe in 10 offsetted slit positions and taking into account the exposure time and the instrument and telescope overheads the total observing time we ask for is 10 hours.

$\text{H}_2$  1-0  $S(1)$  emission line data will be reduced first with the ISAAC spectroscopy pipeline, and then completed with the classical IRAF reduction software. We will build 3-D maps of warm molecular emission in order to compare with radio, millimetric, optical and X-ray maps and make position-velocity diagrams to study the dynamics of the central region in molecular hydrogen.

# Annexe D

## Recherche de la poussière froide dans les amas de galaxies

*Cette annexe présente un projet d'observations concernant la détection de l'émission de la poussière froide au centre des amas de galaxies abritant un courant de refroidissement. Un tel programme pourrait être effectué avec le bolomètre MAMBO installé sur le télescope de 30m de l'IRAM et sera proposé à l'IRAM en Mars-Avril 2004.*

### D.1 Introduction

*The short cooling time of the hot intra-cluster medium (ICM) in the central region of some clusters of galaxies has been revealed by X-ray data. As it cools, the hot gas is thought to condense out of the flow. Large amount of cold molecular gas has been detected through CO(1-0) and CO(2-1) emission line (Edge, 2001; Salomé & Combes, 2003a). Recent interferometric observations by OVRO (Edge & Frayer, 2003), in 4 cooling flow clusters of galaxies, and IRAM PdB interferometer maps of Abell 1795 (Salomé & Combes, 2003b) have been obtained and this gas may be the cold residual deposited along the flow. The ICM is thought to be depleted in dust because of sputtering in the hot ICM. If the cold gas do not belong to the central galaxy, gas to dust ratios are expected to be larger than in typical galaxies. With MAMBO sensitivity it could be possible to detect the dust emission at 1.2mm in the core of 5 clusters of galaxies with the strongest CO line detections.*

### D.2 Scientific Objective

*The objective is to detect **cold dust** emission in the center of galaxies clusters with cooling flows. We propose to observe the continuum emission of 5 cluster central galaxies at 1.2mm. These galaxies have been detected through CO(1-0) and CO(2-1) emission lines with the 30m telescope by Edge (2001), Salomé & Combes (2003a) and Lim et al. (2000). **The cooling flow origin of this gas** is supported by recent interferometric observations of **Abell 1795** showing the peculiar morphology and dynamics of the cold component, to be associated with the cooling gas, Salomé & Combes (2003b). Recent OVRO observations*



by Edge & Frayer (2003) have shown CO emission maps in the very center of the cooling flow clusters **Abell 1068** and **RXJ0821+07** and Plateau de Bure Observations of **RXJ0821+07** are also in progress now.

Physical conditions are very hostile for dust grains in the hot intra-cluster medium. The lifetime of a dust grain is very short against the collision with hot protons and  $\alpha$ -particles (sputtering). Thus any matter that would condensate out of a cooling flow is thought to be devoid of dust. For example, the intergalactic medium within the Coma cluster is depleted in dust by a factor of  $\sim 140$  with respect to the Galactic gas to dust ratio (Dwek et al., 1990). Thus computing gas-to-dust ratios in cluster of galaxies detected through CO is imperative to reject a galactic origin and confirm if the cold gas is the long searched cold phase of the hot cooling gas.

The presence of dust in clusters of galaxies is supported by **IRAS detections of warm dust** Grabelsky & Ulmer (1990) like in **Abell 262** and **Abell 1068**, see IRAS data compiled in Edge (2001) for clusters cores. All gas-to-dust ratio calculations are highly dependent on the dust temperature which is uncertain. Assuming  $T_{\text{dust}}=30\text{K}$  and  $T_{\text{dust}}=35\text{K}$ , we have plotted cold gas masses against dust masses on Fig. D to underline it is imperative to better constrain the dust temperature in order to measure dust amounts. Continuum emission at 1.2mm will enable to constrain the spectral energy distribution in the observed clusters. A cold dust component certainly exists in cluster centers as suggest SCUBA observations. Edge et al. (1999) have detected up to  $\sim 10^8 M_{\odot}$  mass of dust in Abell 1835 and Abell 2390. The authors found these galaxies on the boundary of ultra-luminous IR galaxies, with high star formation rates consistent with  $L(H_{\alpha})$  estimator. They used a dust temperature of  $T_{\text{dust}}=40\text{K}$ . Such large amount of cold gas could be detected with MAMBO. Much more dust may be present, if the temperature is lower (closer to the cold gas temperature  $\sim 20\text{K}$ ) as suggested by IRAS data (Grabelsky & Ulmer, 1990). In the next section we evaluate the expected thermal emission at 1.2mm from dust in the selected clusters and compute the observing time required for detection.

### D.3 Observing time justification

As a first estimation, we have calculated the amount of warm dust emitting and detected in clusters of galaxies. We used observations from Grabelsky & Ulmer (1990) to derive the dust temperature with IRAS flux densities at  $60\mu\text{m}$  and  $100\mu\text{m}$ . According to Young et al. (1989),

$$T_{\text{dust}} = 49 \left( \frac{S_{60}}{S_{100}} \right)^{0.4} \quad (\text{D.1})$$

The dust temperature in cooling flow clusters of galaxies detected with IRAS by Grabelsky & Ulmer (1990) is around  $T_{\text{dust}} \sim 30\text{K}$ . We will take this value as a first approximation of what could be the dust temperature in cluster centers. We then used IRAS data compiled in Edge (2001) to evaluate  $M_{\text{dust}}$ . Dust masses are given (Lavezzi et al., 1999) by :

$$M_{\text{dust}} = 4.5 S_{100\text{Jy}} \cdot D_{\text{Mpc}}^2 \cdot (e^{144/T} - 1) \quad (\text{D.2})$$

Expected dust masses are summarized in Tab. D.3 for dust temperatures  $T_{\text{dust}}=30, 35$  and  $40\text{K}$ . Then from these masses, the expected fluxes at  $1.2\text{mm}$  are evaluated using standard assumption about dust properties from Hildebrand (1983). Three sources among the five selected here show non thermal continuum emission at higher frequencies (NGC383, Abell 262 and Abell 1795) from which it is possible to make the distinction with the expected thermal emission of dust. As a conclusion the rms required to clearly detect ( $> 4\sigma$ ) the thermal continuum emission from cold dust is  $0.5\text{mK}$  for all sources apart from A1795 (which we include to determine an upper limit to the dust mass). Even if no significant detection is made the lower limits to the gas-to-dust ratio reachable would then be  $\geq 2000$  and  $\geq 5000$  for  $T_{\text{dust}}=30\text{K}$  and  $40\text{K}$  respectively. Such limits would imply that these cooling flow systems are significantly dust depleted compared to normal galaxies and starbursts and provide important clues to the origin of the gas found in them.

Source	$M(\text{H}_2)$ ( $M_\odot$ )	$T_{\text{dust}}=30\text{K}$		$T_{\text{dust}}=35\text{K}$		$T_{\text{dust}}=40\text{K}$	
		$M_{\text{dust}}$ ( $M_\odot$ )	$S_{1.2\text{mm}}$ (mJy)	$M_{\text{dust}}$ ( $M_\odot$ )	$S_{1.2\text{mm}}$ (mJy)	$M_{\text{dust}}$ ( $M_\odot$ )	$S_{1.2\text{mm}}$ (mJy)
ngc383	$1.3 \pm 0.2 \cdot 10^9$	$2.3 \cdot 10^6$	11.3	$7.3 \cdot 10^5$	4.3	$3.1 \cdot 10^5$	2.2
A262	$2.3 \pm 0.3 \cdot 10^8$	$2.0 \cdot 10^6$	10.9	$6.4 \cdot 10^5$	4.2	$2.5 \cdot 10^5$	2.1
R821+07	$1.3 \pm 0.2 \cdot 10^{10}$	$9.6 \cdot 10^7$	11.3	$3.0 \cdot 10^7$	4.3	$1.3 \cdot 10^7$	2.2
A1068	$4.2 \pm 0.2 \cdot 10^{10}$	$3.3 \cdot 10^8$	24.5	$1.0 \cdot 10^8$	9.4	$4.5 \cdot 10^7$	4.7
A1795	$4.8 \pm 0.6 \cdot 10^9$	$\leq 1.5 \cdot 10^7$	5.6	$\leq 4.9 \cdot 10^6$	2.12	$\leq 2.1 \cdot 10^6$	1.1

**TAB. D.1:** Summary of the proposed sources characteristics. Column 2 is the IRAS fluxes at  $60\mu\text{m}$  in mJy compiled in Edge (2001). Column 3 is the molecular gas mass deduced from IRAM 30m telescope. Column 4 is the dust mass (derived from IRAS data) and column 5 gives the expected flux at  $1.2\text{mm}$  for  $T_{\text{dust}}=30\text{K}$ . Column 6 and 7 : idem for  $T_{\text{dust}}=35\text{K}$ . Column 8 and 9 : idem for  $T_{\text{dust}}=40\text{K}$ .

## OBSERVING TIME ESTIMATION

This section describes the estimation of the time partition for this project based on the Time Estimator version 2.5. 5 source(s) are proposed to be observed using the on-off mode with the 117 channel bolometer. Winter conditions are assumed. For a pointlike source, skynoise reduction makes sense and we thus expect the effective sensitivity to be about  $35.0 \text{ mJy} \cdot \sqrt{s} / \text{beam}$ . The desired r.m.s. is  $0.5 \text{ mJy/beam}$ . Taking into account all overheads for observing preparation and telescope slew motion, this project will need a total time of **16.1 hours**, of which 10.7 hours are spent on target sources.



# Annexe E

## Analyse statistique de l'ajustement de modèles

### E.1 Test du $\chi^2$

*La méthode des moindres carrés est basée sur l'hypothèse que la meilleure description d'un ensemble de données est celle qui minimise la somme des carrés des déviations entre les données et la fonction qui ajuste ces données. Cette somme est caractérisée par la variance  $s^2$  de l'ajustement, qui est une estimation de la variance  $\sigma^2$  des données. La variance de l'ajustement  $s^2$  obéit à une statistique du  $\chi^2$  définie par :*

$$\chi^2 = \sum \frac{[y_i - y(x_i)]^2}{\sigma_i^2} \quad (\text{E.1})$$

*avec  $y_i$  la mesure sur les données et  $y(x_i)$  la valeur de la fonction ajustant les données. La relation entre le  $\chi^2$  et la variance de l'ajustement  $s^2$  est donnée par le  $\chi^2$  réduit :*

$$\chi^2_\nu = \frac{s^2}{<\sigma_i^2>} \quad (\text{E.2})$$

*avec  $<\sigma_i^2>$  la valeur moyenne sur les données du carré de l'écart type des données et  $\nu$  est le nombre de degré de liberté. Ce dernier est égal au nombre de points de mesure  $N$  auquel il faut soustraire le nombre ' $m$ ' de paramètres utilisés pour l'ajustement.*

$$\nu = N - m \quad (\text{E.3})$$

*On estime alors la qualité d'un ajustement en fonction de la valeur de son  $\chi^2$  réduit. Une fonction définie par un ensemble de  $m$  paramètres sera une bonne représentation de la fonction parente, décrivant les données, si la variance estimée (à partir de l'ajustement) est proche de la variance des données. Autrement dit, lorsque le  $\chi^2$  réduit est proche de l'unité, on peut considérer que l'ajustement fournit une bonne description des données. En revanche, lorsque le  $\chi^2$  réduit est grand devant un, alors l'estimateur de la variance des données est plus grand que la variance des données et l'ajustement n'est pas bon. Enfin, il se peut que le  $\chi^2$  réduit soit plus petit que l'unité, mais cela ne veut pas dire que l'ajustement est meilleur. En effet, cela est possible si les barres d'erreurs sur les données ont été surestimées, c'est à dire que leur variance est anormalement grande.*

## E.2 Probabilité d'hypothèse nulle

C'est un test qui permet de vérifier statistiquement si lors de l'ajustement des paramètres, l'amélioration du  $\chi^2$  est significative. Pour cela, on fait l'hypothèse contraire, et on mesure la probabilité de cette hypothèse. Soit  $P_f(f, \nu_1, \nu_2)$  la distribution :

$$P_f(f, \nu_1, \nu_2) = \frac{\chi_1^2/\nu_2}{\chi_2^2/\nu_2} \quad (\text{E.4})$$

La probabilité d'avoir  $\chi_1^2/\chi_2^2 \geq F$  est définie par :

$$P = \int_F^\infty P(f, \nu_1, \nu_2) df \quad (\text{E.5})$$

Supposons que  $\chi_1^2$  soit la valeur initiale du  $\chi^2$  réduit et  $\chi_1^2$  sa valeur après l'ajustement des données. La probabilité 'nulle' pour que le  $\chi^2$  réduit ne diminue pas de façon significative est donnée en prenant par exemple  $F=1.01$ . En effet,  $P$  définit la probabilité pour qu'un ensemble de données aléatoire vérifie que  $\chi_1/\chi_2 \geq 1.01$ . La valeur du  $\chi^2$  réduit après ajustement sera donc d'autant plus significative que la probabilité  $P$  sera petite.

Lorsque l'on désire comparer plusieurs modèles aux données, il est fréquent de faire intervenir de nouveaux paramètres, ou bien de simplifier l'ajustement en fixant la valeur de certains paramètres pour mieux contrôler l'impact des autres. Dans le but de comparer la qualité des ajustements faisant intervenir un nombre de paramètres différent, nous allons introduire une méthode statistique que l'on nomme *F-test*.

Prenons par exemple deux modèles définis par  $m$  et  $m+1$  paramètres. Pour une même estimation  $s^2$  de la variance des données, on constate que le  $\chi^2$  apparaîtra meilleur lorsque l'on utilise un plus grand nombre de paramètres. Il faut néanmoins se doter d'un outil statistique permettant de savoir si l'introduction de ce paramètre supplémentaire est vraiment nécessaire, c'est-à-dire si l'estimation de la variance  $s^2$  est plus proche de la variance des données. La somme des  $\chi^2$  de ces deux modèles suit, elle aussi, une statistique du  $\chi^2$ . Définissons alors la fonction  $F$  :

$$F_\chi = \frac{\chi^2(m) - \chi^2(m+1)}{\chi^2(m+1)(N - m - 1)} = \frac{\Delta\chi^2}{\chi_\nu^2} \quad (\text{E.6})$$

Cette fonction suit une statistique de Fisher. La probabilité d'obtenir une valeur de  $F_\chi$  supérieure à  $F_0$  pour un ensemble de données aléatoires est donnée par :

$$P = \int_{F_0}^\infty P(f_\chi, \nu_1, \nu_2) df_\chi \quad (\text{E.7})$$

C'est une mesure de l'amélioration du  $\chi^2$  réduit lorsqu'on augmente le nombre de paramètres.  $P$  est une fonction en cloche (Bevington & Robinson, 1992). Pour de grandes valeurs de  $F_0$ , (i.e de grandes valeurs de  $\Delta\chi^2$ ) la probabilité  $P$  sera petite, alors que pour de petites valeurs de  $F_0$ , la probabilité  $P$  sera grande (c'est la valeur de l'intégrale sous la fonction  $F$ ). L'amélioration du  $\chi^2$  par l'ajout d'un paramètre sera statistiquement meilleure si la probabilité  $P$  est petite (si  $F$  est grand), c'est-à-dire si la probabilité d'accroître  $\Delta\chi^2$  est petite lorsque l'on compare les variances estimées avec un ensemble aléatoire de données.

## E.3 Barres d'erreur

*Une fois que l'on a ajusté un modèle de spectre (défini par un ensemble de paramètres) et que l'on a obtenu une indication sur la qualité de cet ajustement, grâce au calcul du  $\chi^2$ , on doit s'interroger sur le niveau de signification des paramètres trouvés. La façon dont la variation des paramètres modifie la qualité statistique de l'ajustement permet de définir les barres d'erreur sur ces derniers. Minimiser le  $\chi^2$  revient à maximiser la fonction de vraisemblance en fonction des paramètres du modèle utilisé. Pour un nombre suffisamment grand d'événements, la fonction de vraisemblance suit une loi normale pour chacun des paramètres, centrée sur la valeur  $a_j$  du paramètre qui minimise le  $\chi^2$ .*

$$P(a_j) = Ae^{(a_j - a'_j)^2 / 2\sigma_j^2} \quad (\text{E.8})$$

*On peut montrer (Arndt et MacGregor) que la variation du  $\chi^2$ , en fonction d'un paramètre du modèle, au voisinage du minimum du  $\chi^2$  est telle que :*

$$\chi^2 = \frac{(a_j - a'_j)^2}{\sigma_j^2} + C \quad (\text{E.9})$$

*avec la constante  $C$  dépendant des incertitudes sur les mesures.*

*Une variation de  $\pm\sigma$  sur l'estimation du paramètre, correspond donc à une variation de  $\pm 1$  du  $\chi^2$ . Pour obtenir un niveau de confiance 68% sur la valeur du paramètre  $a'_j$  minimisant le  $\chi^2$ , on peut autoriser une variation du  $\chi^2$  de  $\pm 1$ . La procédure de calcul d'erreur consiste donc à faire varier un paramètre donné et de réajuster le modèle en laissant varier tous les autres paramètres libres du modèle jusqu'à ce que la valeur du  $\chi^2$  ait varié de  $\pm 1$ . Si on ne trouve pas de minimum local inférieur à la valeur du  $\chi^2$  minimisé pour la valeur  $a'_j$ , alors on obtient 2 valeurs pour  $a_j$  définissant un niveau de confiance de 68% (une variation du  $\pm 2.7$  du  $\chi^2$  correspondra à un niveau de 90% de confiance sur la valeur du paramètre).*



# Annexe F

## Le gaz moléculaire

### F.1 Estimation de la masse de gaz moléculaire

*Le composant moléculaire principal du gaz dans l'univers se trouve sous forme d'hydrogène  $H_2$ . Cependant, ce dernier ne peut être observé dans le domaine radio, puisque cette molécule est symétrique et ne possède donc pas de dipôle électrique. L'observation du gaz moléculaire dans le domaine radio se fait donc essentiellement à travers les raies d'émission rotationnelles de la molécule  $CO$ . Ce composant est le plus abondant après l'hydrogène moléculaire ( $CO/H_2 \sim 10^{-4}$ ) dans les galaxies. Les molécules de  $CO$  excitées par les collision avec les molécules de  $H_2$  sont un bon traceur du composant moléculaire. La méthode utilisée ici pour déterminer la masse de gaz moléculaire à partir des observations de  $CO$  est la suivante. On utilise un facteur standard de conversion entre la colonne densité de l'hydrogène moléculaire est l'intensité des raies du  $CO$ .*

$$\frac{N(H_2)}{I_{CO}} = 2.3 \times 10^{20} \text{cm}^{-2} (\text{K.km/s}) \quad (\text{F.1})$$

*L'intensité de l'émission intégrée du  $CO$  est la mesure directe effectuée à l'aide des antennes radio.*

$$I_{CO} = \int T_{mb} dV (\text{K.km/s}) \quad (\text{F.2})$$

*C'est l'aire sous la raie de  $CO$  observée, dont l'intensité est mesurée en température  $T_{mb}$  et dont la largeur est définie en terme de vitesses.*

*Si l'on fait l'hypothèse que les nuages moléculaires ont un faible facteur de remplissage de surface dans le lobe de l'antenne, alors on peut supposer que les nuages ne se recouvrent pas et  $I_{CO}$  peut être considérée comme la somme des émissions de nuages indépendants. Dans le domaine extragalactique, la taille des nuages observés est bien plus petite que celle du lobe. Par ailleurs, chaque nuage possède une vitesse particulière. La probabilité de recouvrement est donc très faible.*

*En supposant alors une densité  $n$  dans un nuage et une température de rayonnement  $T_B$ , on peut évaluer d'une part la densité de surface moyenne  $N(H_2)$ , et d'autre part l'intensité intégrée  $I_{CO}$  (si tous les nuages émettent la même température).*

$$\frac{N(H_2)}{I_{CO}} = f(n, T_B, \Delta V) \quad (\text{F.3})$$



où  $\Delta V$  est la dispersion de vitesse d'un nuage. En supposant que les nuages sont à l'équilibre du Viriel, on obtient alors la relation entre la vitesse de dispersion du nuage et sa masse et finalement :

$$\frac{N(H_2)}{I_{CO}} \propto n^{1/2} T_B \quad (F.4)$$

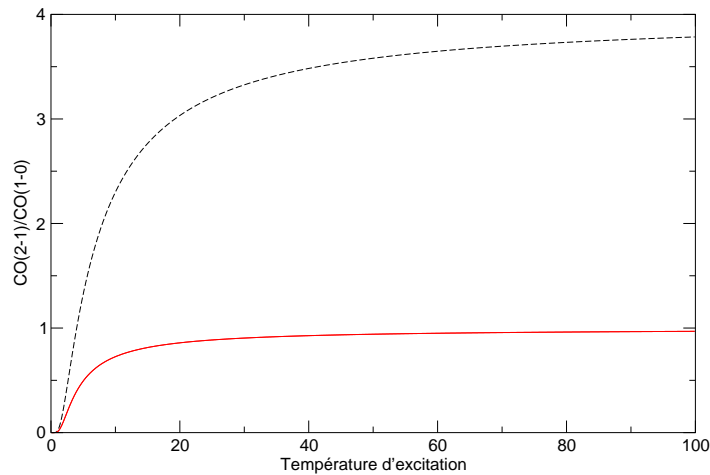
qui vaut  $2.3 \times 10^{20} \text{cm}^{-2} (\text{K.km}/)$  pour des valeurs typiques  $n = 200 \text{cm}^{-2}$  et  $T_B = 10 \text{K}$ .

Il est important de noter que ce rapport dépend également de la métallicité du milieu. Effet, l'abondance de la molécule CO est particulièrement affectée par la déficience en élément lourds. Par conséquent, dans un milieu de faible métallicité, l'estimation de la masse de gaz moléculaire à partir du CO peut être sous-estimée. Dans les régions de formation d'étoiles, en revanche, l'utilisation de ce facteur standard (valable à métallicité solaire) risque de surévaluer la quantité de gaz moléculaire effectivement présente.

La masse totale de gaz moléculaire est ensuite déduite de  $M(H_2)$  en considérant la contribution de l'Helium. Supposant un rapport constant entre les abondances de l'Helium et de l'Hydrogène, on obtient  $M_{\text{gaz}} = 1.36 \times M(H_2)$ .

## F.2 Les rapports de raies

Le calcul du rapport de l'intensité des raies CO(2-1)/CO(1-0) permet d'apporter des contraintes sur les propriétés du gaz moléculaire. En effet, supposons que le gaz moléculaire



**FIG. F.1:** Variation du rapport d'intensité de raies CO(2-1)/CO(1-0) en fonction de la température d'excitation. La courbe en tirets noir (supérieure) représente le cas d'un milieu optiquement mince. La courbe en rouge (inférieure) représente le cas d'un milieu optiquement épais.

laire se trouve à l'équilibre thermodynamique local, l'équation de transfert du rayonnement

s'écrit alors :

$$T_B(\nu) = h\nu/k \left( \frac{1}{e^{h\nu/kT_{ex}} - 1} - \frac{1}{e^{h\nu/2.7} - 1} \right) (1 - e^{-\tau}) \quad (\text{F.5})$$

avec  $T_{ex}$  la température d'excitation du gaz,  $\tau$  la profondeur optique.

Le comportement du rapport des températures de brillance à 1.3 et 2.6mm, équivalent au rapport  $CO(2-1)/CO(1-0)$ , en fonction de la température d'excitation est représenté sur la Figure F.1 dans deux cas extrêmes, celui où le milieu est optiquement mince :

$$\frac{T_{21}}{T_{10}} = 4e^{-h\nu_{12}/kT_{ex12}} \quad (\text{F.6})$$

et celui où le milieu est optiquement épais :

$$\frac{T_{21}}{T_{10}} = 2 \frac{e^{5.53/T_{ex01}} - 1}{e^{11.1/T_{ex21}} - 1} \quad (\text{F.7})$$

On peut constater que le rapport tend vers 4 lorsque le milieu est optiquement mince et vers 1 lorsque le milieu est optiquement épais. Par conséquent, si le rapport est supérieur à 1, on pourra déduire que le milieu est optiquement mince et si le rapport inférieur à 1, c'est très probablement la signature d'un milieu optiquement épais. Notons enfin que lorsque le rapport est bien inférieur à 1, cela peut être interprété comme le signe d'un gaz sous-thermiquement excité. C'est-à-dire que les niveaux d'énergie excités sont moins peuplés que dans le cas d'une excitation thermique (l'importance des collisions du CO avec les molécules  $H_2$  est plus faible). C'est le cas pour un milieu dont la densité est trop petite pour pouvoir permettre le peuplement attendu sous l'effet des excitations collisionnelles.



# Bibliographie

- Allen S. W.*, Starbursts in cooling flows : blue continua and emission-line nebulae in central cluster galaxies, *1995*, *MNRAS***276**, 947.
- Allen S. W.*, The properties of cooling flows in X-ray luminous clusters of galaxies, *2000*, *MNRAS***315**, 269.
- Allen S. W.*, *Fabian A. C.*, The spatial distributions of cooling gas and intrinsic X-ray-absorbing material in cooling flows, *1997a*, *MNRAS***286**, 583.
- Allen S. W.*, *Fabian A. C.*, The spatial distributions of cooling gas and intrinsic X-ray-absorbing material in cooling flows, *1997b*, *MNRAS***286**, 583.
- Allen S. W.*, *Fabian A. C.*, *Johnstone R. M.*, *Arnaud K. A.*, *Nulsen P. E. J.*, ASCA and ROSAT observations of nearby cluster cooling flows, *2001*, *MNRAS***322**, 589.
- Allen S. W.*, *Fabian A. C.*, *Johnstone R. M.*, *et al.*, A ROSAT PSPC observation of Abell 478 - The distribution of X-ray absorbing matter in a massive cooling flow, *1993*, *MNRAS***262**, 901.
- Allen S. W.*, *Schmidt R. W.*, *Fabian A. C.*, Chandra observations of RX J1347.5-1145 : the distribution of mass in the most X-ray-luminous galaxy cluster known, *2002*, *MNRAS***335**, 256.
- Anton K.*, Optical spectroscopy of the emission-line gas in the center of A 1795, *1993*, *A&A***270**, 60.
- Arnaud M.*, *Evrard A. E.*, The L\_X-T relation and intracluster gas fractions of X-ray clusters, *1999*, *MNRAS***305**, 631.
- Böhringer H.*, *Matsushita K.*, *Churazov E.*, *Ikebe Y.*, *Chen Y.*, The new emerging model for the structure of cooling cores in clusters of galaxies, *2002a*, *A&A***382**, 804.
- Böhringer H.*, *Matsushita K.*, *Churazov E.*, *Ikebe Y.*, *Chen Y.*, The new emerging model for the structure of cooling cores in clusters of galaxies, *2002b*, *A&A***382**, 804.
- Balbus S. A.*, *1995*, in : ASP Conf. Ser. 80 : The Physics of the Interstellar Medium and Intergalactic Medium, pp. 328-+.
- Bayer-Kim C. M.*, *Crawford C. S.*, *Allen S. W.*, *Edge A. C.*, *Fabian A. C.*, The peculiar cooling flow cluster RX J0820.9+0752, *2002*, *MNRAS***337**, 938.

- Begelman M. C.*, AGN Feedback Mechanisms, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints* .
- Begelman M. C.*, *Cioffi D. F.*, Overpressured cocoons in extragalactic radio sources, 1989, *ApJL***345**, L21.
- Begelman M. C.*, *Fabian A. C.*, Turbulent mixing layers in the interstellar and intracluster medium, 1990, *MNRAS***244**, 26P.
- Bevington P. R.*, *Robinson D. K.*, 1992, Data reduction and error analysis for the physical sciences, New York : McGraw-Hill, /c1992, 2nd ed.
- Binney J.*, Cooling Flows or Heating Flows?, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints* .
- Boehringer H.*, *Voges W.*, *Fabian A. C.*, *Edge A. C.*, *Neumann D. M.*, A ROSAT HRI study of the interaction of the X-ray-emitting gas and radio lobes of NGC 1275, 1993, *MNRAS***264**, L25.
- Braine J.*, *Dupraz C.*, Deep CO observations of dominant cluster galaxies with reported cooling flows, 1994, *A&A***283**, 407.
- Braine J.*, *Henkel C.*, *Wiklind T.*, The neutral gas content of X-ray bright elliptical galaxies., 1997, *A&A***321**, 765.
- Bregman J. N.*, *Hogg D. E.*, A search for CO emission in cooling flows, 1988, *AJ***96**, 455.
- Bregman J. N.*, *Miller E. D.*, *Irwin J. A.*, The Detection of a Cooling Flow Elliptical Galaxy from O VI Emission, 2001, *ApJL***553**, L125.
- Bridges T. J.*, *Irwin J. A.*, Molecular gas in the Perseus cooling flow galaxy, NGC 1275, 1998, *MNRAS***300**, 967.
- Briel U. G.*, *Henry J. P.*, An X-Ray Temperature Map of Abell 1795, a Galaxy Cluster in Hydrostatic Equilibrium, 1996, *ApJ***472**, 131.
- Buote D. A.*, *Canizares C. R.*, The Nature of the X-Ray Emission and the Mass Distributions in Two Early-Type Galaxies, 1997, *ApJ***474**, 650.
- Burns J. O.*, The radio properties of cD galaxies in Abell clusters. I - an X-ray selected sample, 1990, *AJ***99**, 14.
- Burns J. O.*, *Motl P. M.*, *Norman M. L.*, *Bryan G. L.*, On the Formation of Cool, Non-Flowing Cores in Galaxy Clusters via Hierarchical Mergers, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints* .
- Churazov E.*, *Brüggen M.*, *Kaiser C. R.*, *Böhringer H.*, *Forman W.*, Evolution of Buoyant Bubbles in M87, 2001, *ApJ***554**, 261.
- Conselice C. J.*, *Gallagher J. S.*, *Wyse R. F. G.*, On the Nature of the NGC 1275 System, 2001, *AJ***122**, 2281.

- Cowie L., Cooling Flows in Clusters of Galaxies, 1985, *BAAS***17**, 600.
- Cowie L. L., Binney J., Radiative regulation of gas flow within clusters of galaxies - A model for cluster X-ray sources, 1977, *ApJ***215**, 723.
- Cowie L. L., Hu E. M., Jenkins E. B., York D. G., Two-dimensional spectrophotometry of the cores of X-ray luminous clusters, 1983, *ApJ***272**, 29.
- Cowie L. L., Lilly S. J., Gardner J., McLean I. S., A cosmologically significant population of galaxies dominated by very young star formation, 1988, *ApJL***332**, L29.
- Crane P., van der Hulst J., Haschick A., 1982, in : IAU Symp. 97 : Extragalactic Radio Sources, pp. 307-+.
- Crawford C. S., Allen S. W., Ebeling H., Edge A. C., Fabian A. C., The ROSAT Brightest Cluster Sample - III. Optical spectra of the central cluster galaxies, 1999, *MNRAS***306**, 857.
- Daines S. J., Fabian A. C., Thomas P. A., The Properties of Cold Clouds in Cooling Flows, 1994, *MNRAS***268**, 1060.
- de Jong T., Norgaard-Nielsen H. U., Jorgensen H. E., Hansen L., IRAS observations of NGC 4696 - Cooling or evaporation flow?, 1990, *A&A***232**, 317.
- De Young D. S., On the Origin of Blue Lobes in Central Cooling Flow Galaxies, 1995, *ApJ***446**, 521.
- Draine B. T., Salpeter E. E., On the physics of dust grains in hot gas, 1979a, *ApJ***231**, 77.
- Draine B. T., Salpeter E. E., On the physics of dust grains in hot gas, 1979b, *ApJ***231**, 77.
- Durret F., Slezak E., Lieu R., Dos Santos S., Bonamente M., The extreme ultraviolet excess emission in five clusters of galaxies revisited, 2002, *A&A***390**, 397.
- Dwarakanath K. S., Owen F. N., van Gorkom J. H., Detection of an H I disk in Hydra A?, 1995, *ApJL***442**, L1.
- Dwek E., Rephaeli Y., Mather J. C., Infrared emission from dust in the Coma cluster of galaxies, 1990, *ApJ***350**, 104.
- Edge A. C., The detection of molecular gas in the central galaxies of cooling flow clusters, 2001, *MNRAS***328**, 762.
- Edge A. C., Frayer D. T., Resolving Molecular gas in the Central Galaxies of Cooling Flow Clusters, 2003, *ApJL***594**, L13.
- Edge A. C., Ivison R. J., Smail I., Blain A. W., Kneib J.-P., The detection of dust in the central galaxies of distant cooling-flow clusters, 1999, *MNRAS***306**, 599.

- Edge A. C., Stewart G. C., Fabian A. C.*, Properties of cooling flows in a flux-limited sample of clusters of galaxies, 1992, *MNRAS***258**, 177.
- Edge A. C., Wilman R. J., Johnstone R. M., Crawford C. S., Fabian A. C., Allen S. W.*, A survey of molecular hydrogen in the central galaxies of cooling flows, 2002, *MNRAS***337**, 49.
- Ettori S., Fabian A. C., Allen S. W., Johnstone R. M.*, Deep inside the core of Abell 1795 : the Chandra view, 2002a, *MNRAS***331**, 635.
- Ettori S., Fabian A. C., Allen S. W., Johnstone R. M.*, Deep inside the core of Abell 1795 : the Chandra view, 2002b, *MNRAS***331**, 635.
- Fabian A. C.*, Cooling Flows in Clusters of Galaxies, 1994, *ARA&A***32**, 277.
- Fabian A. C., Arnaud K. A., Nulsen P. E. J., Mushotzky R. F.*, The detection of distant cooling flows and the formation of dark matter, 1986, *ApJ***305**, 9.
- Fabian A. C., Celotti A., Blundell K. M., Kassim N. E., Perley R. A.*, The properties of the X-ray holes in the intracluster medium of the Perseus cluster, 2002, *MNRAS***331**, 369.
- Fabian A. C., Kembhavi A. K.*, 1982, in : IAU Symp. 97 : Extragalactic Radio Sources, pp. 453–459.
- Fabian A. C., Nulsen P. E. J.*, Subsonic accretion of cooling gas in clusters of galaxies, 1977, *MNRAS***180**, 479.
- Fabian A. C., Nulsen P. E. J., Canizares C. R.*, Cooling flows in clusters of galaxies, 1984, *Nature***310**, 733.
- Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., et al.*, A deep Chandra observation of the Perseus cluster : shocks and ripples, 2003, *MNRAS***344**, L43.
- Fabian A. C., Sanders J. S., Ettori S., et al.*, Chandra imaging of the X-ray core of Abell 1795, 2001, *MNRAS***321**, L33.
- Fabian A. C., Sanders J. S., Ettori S., et al.*, Chandra imaging of the complex X-ray core of the Perseus cluster, 2000, *MNRAS***318**, L65.
- Falcke H., Rieke M. J., Rieke G. H., Simpson C., Wilson A. S.*, Molecular Hydrogen and PA alpha Emission in Cooling Flow Galaxies, 1998, *ApJL***494**, L155+.
- Ferland G. J., Fabian A. C., Johnstone R. M.*, The Physical Conditions Within Dense Cold Clouds in Cooling Flows, 1994, *MNRAS***266**, 399.
- Ferland G. J., Fabian A. C., Johnstone R. M.*, The physical conditions within dense cold clouds in cooling flows - II, 2002, *MNRAS***333**, 876.

- Ferland G. J., Peterson B. M., Horne K., Welsh W. F., Nahar S. N.*, Anisotropic line emission and the geometry of the broad-line region in active galactic nuclei, 1992, *ApJ***387**, 95.
- Field G. B.*, Thermal Instability., 1965, *ApJ***142**, 531.
- Finoguenov A., Arnaud M., David L. P.*, Temperature and Heavy-Element Abundance Profiles of Cool Clusters of Galaxies from ASCA, 2001, *ApJ***555**, 191.
- Ge J. P., Owen F. N.*, Faraday rotation in cooling flow clusters of galaxies. I - Radio and X-ray observations of Abell 1795, 1993, *AJ***105**, 778.
- Georgakakis A., Hopkins A. M., Caulton A., Wiklind T., Terlevich A. I., Forbes D. A.*, Cold gas in elliptical galaxies, 2001, *MNRAS***326**, 1431.
- Goudfrooij P., Trinchieri G.*, X-ray emission, optical nebulosity and dust in early-type galaxies. I. The dusty nebular filaments in NGC 5846, 1998a, *A&A***330**, 123.
- Goudfrooij P., Trinchieri G.*, X-ray emission, optical nebulosity and dust in early-type galaxies. I. The dusty nebular filaments in NGC 5846, 1998b, *A&A***330**, 123.
- Grabelsky D. A., Ulmer M. P.*, Search for cold gas in clusters with and without cooling flows, 1990, *ApJ***355**, 401.
- Heckman T. M., Baum S. A., van Breugel W. J. M., McCarthy P.*, Dynamical, physical, and chemical properties of emission-line nebulae in cooling flows, 1989, *ApJ***338**, 48.
- Hernquist L.*, Structure of merger remnants. I - Bulgeless progenitors, 1992, *ApJ***400**, 460.
- Hildebrand R. H.*, The Determination of Cloud Masses and Dust Characteristics from Submillimetre Thermal Emission, 1983, *QJRAS***24**, 267.
- Hill J. M., Hintzen P., Oegerle W. R., et al.*, Peculiar velocities of cD galaxies - MX spectroscopy of Abell 1795, 1988, *ApJL***332**, L23.
- Hill J. M., Oegerle W. R.*, Dynamics of cD clusters of galaxies. I - Redshift data for seven clusters, 1993, *AJ***106**, 831.
- Hogbom J. A., Brouw W. N.*, The Synthesis Radio Telescope at Westerbork. Principles of Operation, Performance and Data Reduction, 1974, *A&A***33**, 289.
- Holtzman J. A., Faber S. M., Shaya E. J., et al.*, Planetary Camera observations of NGC 1275 - Discovery of a central population of compact massive blue star clusters, 1992, *AJ***103**, 691.
- Hu E. M., Cowie L. L., Kaaret P., Jenkins E. B., York D. G., Roesler F. L.*, The filaments of NGC 1275 - A collision between a galaxy and an accretion flow?, 1983, *ApJL***275**, L27.



- Hu E. M., Cowie L. L., Wang Z.*, Long-slit spectroscopy of gas in the cores of X-ray luminous clusters, 1985, *ApJS***59**, 447.
- Inoue M. Y., Kamenno S., Kawabe R., Inoue M., Hasegawa T., Tanaka M.*, Millimeter CO and Near-Infrared H/2 Emission at the Center of cD/Seyfert Galaxy NGC 1275, 1996a, *AJ***111**, 1852.
- Inoue M. Y., Kamenno S., Kawabe R., Inoue M., Hasegawa T., Tanaka M.*, Millimeter CO and Near-Infrared H/2 Emission at the Center of cD/Seyfert Galaxy NGC 1275, 1996b, *AJ***111**, 1852.
- Irwin J., Bridges T.*, Molecular gas in cooling flow galaxies : NGC 1275 in Perseus., 1996, *JRASC***90**, 333.
- Jaffe D. T., Graf U. U., Harris A. I., Stutzki J., Lepp S. H.*, Detection of HCO(+) J = 9 - 8 line emission toward Orion IRc2 - Molecular ions in hot dense gas, 1992, *ApJ***385**, 240.
- Jaffe W.*, 21 CM H I absorption in NGC 1275, 1990, *A&A***240**, 254.
- Jenkins A., Frenk C. S., Pearce F. R., et al.*, Evolution of Structure in Cold Dark Matter Universes, 1998, *ApJ***499**, 20.
- Johnstone R. M., Fabian A. C., Edge A. C., Thomas P. A.*, The spectral signature of the cooling flow in Abell 478, 1992, *MNRAS***255**, 431.
- Jones C.*, Einstein Observations of Clusters of Galaxies, 1979, *BAAS***11**, 633.
- Kaastra J. S., den Boggende A. J., Brinkman A. C., et al.*, 2001, in : ASP Conf. Ser. 234 : X-ray Astronomy 2000, pp. 351-+.
- Knapp G. R., Rupen M. P.*, Molecular Gas in Elliptical Galaxies : CO Observations of an IRAS Flux-limited Sample, 1996, *ApJ***460**, 271.
- Lavezzi T. E., Dickey J. M., Casoli F., Kazès I.*, A Dual-Transition Survey of CO in the Coma Cluster of Galaxies, 1999, *AJ***117**, 1995.
- Lazareff B., Castets A., Kim D.-W., Jura M.*, Discovery of CO emission from NGC 1275, 1989, *ApJL***336**, L13.
- Lester D. F., Zink E. C., Doppmann G. W., et al.*, Far-infrared thermal emission from the inner cooling flow region of NGC 1275, 1995, *ApJ***439**, 185.
- Lim J., Leon S., Combes F., Dinh-V-Trung*, Molecular Gas in the Powerful Radio Galaxies 3C 31 and 3C 264 : Major or Minor Mergers?, 2000, *ApJL***545**, L93.
- Mathews W. G., Bregman J. N.*, Radiative accretion flow onto giant galaxies in clusters, 1978, *ApJ***224**, 308.

- McNamara B. R., Radio triggered star formation in cooling flows, 2002, *New Astronomy Review* **46**, 141.
- McNamara B. R., Jaffe W., Sensitive limits on the molecular gas content of cluster cooling flows, 1994, *A&A* **281**, 673.
- McNamara B. R., Jannuzi B. T., Elston R., Sarazin C. L., Wise M., U-Band Polarimetry of the Radio-aligned Optical Continuum in the Abell 1795 Cluster Central Galaxy, 1996a, *ApJ* **469**, 66.
- McNamara B. R., Jannuzi B. T., Elston R., Sarazin C. L., Wise M., U-Band Polarimetry of the Radio-aligned Optical Continuum in the Abell 1795 Cluster Central Galaxy, 1996b, *ApJ* **469**, 66.
- McNamara B. R., O'Connell R. W., Blue lobe galaxies in the cooling flow clusters Abell 1795 and Abell 2597, 1993, *AJ* **105**, 417.
- McNamara B. R., O'Connell R. W., Bregman J. N., H I absorption toward cooling flows in clusters of galaxies, 1990, *ApJ* **360**, 20.
- McNamara B. R., Wise M., Sarazin C. L., Jannuzi B. T., Elston R., Optical Structure in the Abell 1795 Cluster Central Galaxy : Evidence for Stripping and Deflection of Radio Jets, 1996c, *ApJL* **466**, L9+.
- Mirabel I. F., Sanders D. B., Kazes I., Molecular gas in the powerful radio galaxies Perseus A and 4C 12.50, 1989, *ApJL* **340**, L9.
- Mittaz J. P. D., Kaastra J. S., Tamura T., et al., UV observations of the galaxy cluster Abell 1795 with the optical monitor on XMM-Newton, 2001, *A&A* **365**, L93.
- Mittaz J. P. D., Lieu R., Lockman F. J., Detection of Luminous Intracluster Extreme-Ultraviolet Emission From Abell 1795, 1998, *ApJL* **498**, L17+.
- Morgan W. W., A Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population, 1958, *PASP* **70**, 364.
- Morris R. G., Fabian A. C., Some effects of small-scale metallicity variations in cooling flows, 2003, *MNRAS* **338**, 824.
- Narayan R., Nityananda R., Maximum entropy image restoration in astronomy, 1986, *ARA&A* **24**, 127.
- Norgaard-Nielsen H. U., Goudfrooij P., Jorgensen H. E., Hansen L., The extinction and star clusters in NGC 1275, 1993, *A&A* **279**, 61.
- Nulsen P., Interaction of the AGN and X-ray Emitting Gas, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Nulsen P. E. J., Thermal instability in cooling flows, 1986, *MNRAS* **221**, 377.

- O'Dea C. P., Baum S. A., Maloney P. R., Tacconi L. J., Sparks W. B.*, Constraints on molecular gas in cooling flows and powerful radio galaxies, 1994, *ApJ***422**, 467.
- O'Dea C. P., Gallimore J. F., Baum S. A.*, A high spectral resolution VLA search for H I absorption towards A496, A1795, and A2584, 1995, *AJ***109**, 26.
- O'Dea C. P., Worrall D. M., Baum S. A., Stanghellini C.*, A ROSAT Search for Clusters Around Three Powerful Radio Galaxies at Redshifts  $0.1 < z < 0.25$ , 1996, *AJ***111**, 92.
- Oegerle W. R., Cowie L., Davidsen A., et al.*, FUSE Observations of Cooling-Flow Gas in the Galaxy Clusters A1795 and A2597, 2001a, *ApJ***560**, 187.
- Oegerle W. R., Cowie L., Davidsen A., et al.*, FUSE Observations of Cooling-Flow Gas in the Galaxy Clusters A1795 and A2597, 2001b, *ApJ***560**, 187.
- Oegerle W. R., Hill J. M.*, Dynamics of cD clusters of galaxies. II : Analysis of seven Abell clusters, 1994, *AJ***107**, 857.
- Parker E. N.*, The Interstellar Structures. I. Gas Clouds., 1953, *ApJ***117**, 169.
- Pedlar A., Ghataure H. S., Davies R. D., et al.*, The Radio Structure of NGC1275, 1990, *MNRAS***246**, 477.
- Peres C. B., Fabian A. C., Edge A. C., Allen S. W., Johnstone R. M., White D. A.*, A ROSAT study of the cores of clusters of galaxies - I. Cooling flows in an X-ray flux-limited sample, 1998, *MNRAS***298**, 416.
- Peterson J. R., Kahn S. M., Paerels F. B. S., et al.*, High-Resolution X-Ray Spectroscopic Constraints on Cooling-Flow Models for Clusters of Galaxies, 2003, *ApJ***590**, 207.
- Pinkney J., Holtzman J., Garasi C., et al.*, WFPC2 Observations of the Cooling Flow Elliptical in Abell 1795, 1996, *ApJL***468**, L13+.
- Puy D., Grenacher L., Jetzer P.*, Thermal equilibrium of molecular clouds in cooling flow clusters, 1999, *A&A***345**, 723.
- Quilis V., Bower R. G., Balogh M. L.*, Bubbles, feedback and the intracluster medium : three-dimensional hydrodynamic simulations, 2001, *MNRAS***328**, 1091.
- Renzini A.*, The Chemistry of Galaxy Clusters, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints* .
- Reuter H. P., Pohl M., Lesch H., Sievers A. W.*, High Resolution Co/ Observations of NGC1275, 1993, *A&A***277**, 21.
- Rubin V. C.*, The Scatter on the Hubble Diagram and the Motion of the Local Group, 1977, *ApJL***211**, L1+.
- Ruszkowski M., Bruggen M., Begelman M.*, Cluster Heating by Viscous Dissipation of Waves, 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints* .

- Salomé P., Combes F.*, Cold molecular Hydrogen in central galaxies clusters with cooling flows, 2003a, *A&A(in press)* .
- Salomé P., Combes F.*, Mapping the cold molecular gas in a cooling flow cluster : Abell 1795, 2003b, *A&A Letter(in press)* .
- Sanders J. S., Fabian A. C.*, Spatially resolved X-ray spectroscopy of the core of the Centaurus cluster, 2002, *MNRAS***331**, 273.
- Sarazin C. L.*, Book-Review - X-Ray Emissions from Clusters of Galaxies, 1988, *SKY-TEL***76**, 639.
- Sarazin C. L., Oconnell R. W.*, Accretion-driven star formation in central dominant galaxies in X-ray clusters, 1983, *ApJ***268**, 552.
- Shields J. C.*, Optical nebulosity in X-ray-selected, early type galaxies, 1991, *AJ***102**, 1314.
- Smith E. P., Bohlin R. C., Bothun G. D., et al.*, Ultraviolet Imaging Observations of the cD Galaxy in Abell 1795 : Further Evidence for Massive Star Formation in a Cooling Flow, 1997, *ApJ***478**, 516.
- Stewart G. C., Fabian A. C., Jones C., Forman W.*, The prevalence of cooling flows in clusters of galaxies, 1984, *ApJ***285**, 1.
- Tamura T., Kaastra J. S., Peterson J. R., et al.*, X-ray spectroscopy of the cluster of galaxies Abell 1795 with XMM-Newton, 2001, *A&A***365**, L87.
- Thomas P. A., Fabian A. C., Arnaud K. A., Forman W., Jones C.*, The prevalence of cooling flows in early-type galaxies, 1986, *MNRAS***222**, 655.
- Thomas P. A., Fabian A. C., Nulsen P. E. J.*, Mass deposition in cooling flows - Analysis of the X-ray data, 1987, *MNRAS***228**, 973.
- Thompson A. R.*, 1986, in : Synthesis Imaging, pp. 9-+.
- Tielens A. G. G. M., McKee C. F., Seab C. G., Hollenbach D. J.*, The physics of grain-grain collisions and gas-grain sputtering in interstellar shocks, 1994, *ApJ***431**, 321.
- Tucker K.*, AXAF Gets New Name, 1999, *Chandra News* **6**, 1.
- Valentijn E. A., Giovanelli R.*, 21 CM line observations of cD galaxies, 1982, *A&A***114**, 208.
- van Breugel W., Heckman T., Miley G.*, Optical line emission associated with the radio galaxy 4C 26.42 in the cluster of galaxies Abell 1795, 1984, *ApJ***276**, 79.
- Vandenberg D. A., Faulkner D. J.*, Gas in globular clusters. II - Time-dependent flow models, 1977, *ApJ***218**, 415.

- Vikhlinin A., Markevitch M., Forman W., Jones C., Zooming in on the Coma Cluster with Chandra : Compressed Warm Gas in the Brightest Cluster Galaxies, 2001, ApJL555, L87.*
- Voigt L. M., Schmidt R. W., Fabian A. C., Allen S. W., Johnstone R. M., Conduction and cooling flows, 2002, MNRAS335, L7.*
- Voit G. M., Donahue M., A Deep Look at the Emission-Line Nebula in Abell 2597, 1997, ApJ486, 242.*
- White D. A., Fabian A. C., Johnstone R. M., Mushotzky R. F., Arnaud K. A., The discovery of large amounts of cold, X-ray absorbing matter in cooling flows, 1991, MNRAS252, 72.*
- White D. A., Jones C., Forman W., An investigation of cooling flows and general cluster properties from an X-ray image deprojection analysis of 207 clusters of galaxies, 1997, MNRAS292, 419.*
- Wiklind T., Combes F., Henkel C., The molecular cloud content of early-type galaxies. V. CO in elliptical galaxies., 1995, A&A297, 643.*
- Wilman R. J., Edge A. C., Johnstone R. M., Fabian A. C., Allen S. W., Crawford C. S., Exciting molecular hydrogen in the central galaxies of cooling flows, 2002, MNRAS337, 63.*
- Wilms J., Allen A., McCray R., On the Absorption of X-Rays in the Interstellar Medium, 2000, ApJ542, 914.*
- Xu H., Makishima K., Fukazawa Y., et al., Discovery of the Central Excess Brightness in Hard X-Rays in the Cluster of Galaxies Abell 1795, 1998, ApJ500, 738.*
- Young J. S., Xie S., Kenney J. D. P., Rice W. L., Global properties of infrared bright galaxies, 1989, ApJS70, 699.*